

L'ASTROFILO
DIVULGATORE
(RASSEGNE CELESTI)



MARCO ZOBOLI
ASSOCIAZIONE REGGIANA DI ASTRONOMIA
(A.R.A)

PREMESSA

Lo scopo di questo opuscolo è quello di essere una guida rapida per acquisire alcune nozioni, tramite tabelle, brevi descrizioni e qualche chiarimento concettuale, sugli oggetti celesti più appariscenti e quindi anche più osservati.

Non vengono trattati argomenti generali, fatta eccezione per i paragrafi relativi agli spettri stellari, alle stelle doppie, ed alcune voci di glossario.

Il tutto è stato concepito per essere fruibile da chiunque, ma in particolare da quegli astrofili che svolgono un ruolo di filtro fra l'élite astronomica e il resto del mondo.

Per il necessario approfondimento degli argomenti trattati segnaliamo le fonti bibliografiche, tra cui ricordiamo il nostro CD-ROM "Luci dall'Infinito".

Reggio Emilia li 1.06.2000

Marco Zoboli

SOMMARIO

CD ROM LUCI DALL'INFINITO:	6
PARAMETRI ORBITALI E FISICI DEI PIANETI	6
DEL SISTEMA SOLARE	6
DATI GENERALI	6
PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DELLA TERRA	7
PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DELLA TERRA	7
PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DELLA LUNA	8
PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DELLA LUNA	8
PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DI MERCURIO	9
PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DI MERCURIO	9
PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DI VENERE	10
PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DI VENERE	10
PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DI MARTE	11
PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DI MARTE	11
PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DI GIOVE	12
PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DI GIOVE	12
PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DI SATURNO	13
PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DI SATURNO	13
PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DI URANO	14
PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DI URANO	14
PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI E FISICI DI NETTUNO	15
PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI E FISICI DI PLUTONE	16
LE CLASSI SPETTRALI	16
TABELLA CLASSI SPETTRALI	21
TABELLA STELLE CAMPIONE CLASSI SPETTRALI (1)	22
TABELLA STELLE CAMPIONE CLASSI SPETTRALI (2)	25
LE STELLE DOPPIE	31
Introduzione	31

La separazione angolare.....	31
La classificazione dei sistemi binari.....	33
Moti orbitali dei sistemi binari.....	33
Le misurazioni dei sistemi binari e la massa delle stelle	34
Conclusione	37
TABELLA STELLE DOPPIE O MULTIPLE.....	38
Descrizione oggetti.....	40
Almach (Gamma And).....	40
Theta Ori	40
Castore Alfa Gem.....	40
Algieba (Gamma Leo).....	41
Mizar (Zeta Uma).....	41
4 Eps ₁ e 5 Eps ₂ Lir.....	41
Albireo (Beta Cyg)	42
Delta Cep.....	42
TABELLA AMMASSI APERTI.....	44
Descrizione oggetti.....	46
NGC 869 e 884.....	46
M45.....	46
Iadi.....	46
M38.....	46
M36.....	47
M37.....	47
M35 e NGC 2158.....	47
M47.....	47
M46.....	47
M44.....	47
M67.....	48
M11.....	48
TABELLA AMMASSI GLOBULARI.....	49
NOME.....	49
Descrizione oggetti.....	50
M2.....	50
M3.....	50
M4.....	50
M5.....	50
M13.....	50
M15.....	51
M92.....	51
TABELLA NEBULOSE	52
Descrizione oggetti.....	54
M1.....	54
M57.....	54
M27.....	54

M42.....	55
M20.....	56
M8.....	56
TABELLA GALASSIE	57
Descrizione oggetti.....	58
M31.....	58
M33.....	58
M51 e NGC 5195.....	59
GLOSSARIO GENERALE TABELLE	60
Blue-straggler (stelle vagabonde).....	60
Brillanza Superficiale	60
Cefeidi.....	60
Ciclo P-P e CNO, cenni di nucleosintesi nelle fasi avanzate (fino al gruppo del Fe-Ni).....	61
Corpo nero, radiazione di c.n., radiazione di cavità	64
Diagramma H-R e popolazioni stellari	68
Effetto Doppler.....	74
Ellisse.....	74
Fotoionizzazione, eccitazione “collisionale”.....	75
Idrogeno, livelli energetici	75
Indice di colore (B-V), temperatura di colore ed efficace	76
Hipparcos, cenni sugli indicatori di distanza	76
Legge di Hubble, densità critica, distanze cosmologiche,.....	78
Luminosità intrinseca - emittanza, costante solare	81
Magnitudine apparente.....	82
Magnitudine assoluta (M):	82
Magnitudine assoluta bolometrica (M_{bol})	83
Magnitudine visuale integrata:	83
Nebulosa Planetaria, evoluzione di una stella verso una... ..	83
Parallassi spettroscopiche	87
Parallassi trigonometriche, orbite binarie	87
Pulsar o stella di neutroni, Supernovae di tipo II	89
Stelle a flare e T-Tauri.....	90
BIBLIOGRAFIA	92
Classi Spettrali	92
Stelle doppie	94
Ammassi aperti.....	95
Ammassi globulari.....	95
Nebulose e galassie	95
Glossario	96

CD ROM LUCI DALL'INFINITO:
PARAMETRI ORBITALI E FISICI DEI PIANETI
DEL SISTEMA SOLARE

DATI GENERALI

	DISTANZA MEDIA DAL SOLE (UA)	ROTAZ. (TERRA=1)	ECCENT ORBIT.	INCLINAZ. ORBITALE	RAGGIO (TERRA=1)	MASSA (TERRA=1)	DENSITÀ (g/cm ³)	LUNE
SOLE	0	25-36*	---	---	109	332.800	1,41	9
MERCURIO	0,387	58,6	0,2056	7	0,38	0,055	5,43	0
VENERE	0,723	243	0,0068	3,394	0,95	0,815	5,25	0
TERRA	1	1	0,0167	0	1	1	5,52	1
MARTE	1,524	1,029	0,0933	1,85	0,53	0,107	3,93	2
GIOVE	5,203	0,411	0,0483	1,304	11,2	317,9	1,33	17
SATURNO	9,539	0,428	0,0560	2,488	9,44	95,2	0,71	18
URANO	19,18	0,719	0,0461	0,774	4	14,5	1,29	15
NETTUNO	30,06	0,802	0,0097	1,774	3,9	17,1	1,67	8
PLUTONE	39,53	0,267	0,2482	17,15	0,176	0,0026	2,05	1

PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DELLA TERRA

DISTANZA MEDIA DAL SOLE (milioni di km)	149.6
PER CONVENZIONE UGUALE AD 1 UNITA' ASTRONOMICA	
DIAMETRO MEDIO DEL SOLE (p=primi d'arco)	32
DISTANZA MASSIMA DAL SOLE (milioni di km)	152
DISTANZA MINIMA DAL SOLE (milioni di km)	147
PERIODO DI RIVOLUZIONE (g=giorni)	365.256g
VELOCITÀ ORBITALE MEDIA (Km/s)	29.8
PERIODO DI ROTAZIONE ALL'EQUATORE	23h56m
INCLINAZIONE DELL'ASSE SULL'ECLITTICA (gradi)	23.44
INCLINAZIONE ORBITALE PER CONVENZIONE	0
ECCENTRICITÀ ORBITALE	0.0167
NUMERO SATELLITI	1

PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DELLA TERRA

DIAMETRO EQUATORIALE (km)	12756
DIAMETRO POLARE (Km)	12714
APPIATTIMENTO	0.0034
MASSA(kg)	5.974x10 ²⁴
MASSA (Sole=1)	1/328.900
DENSITÀ MEDIA (g/cm ²)	5.517
ACCELERAZIONE DI GRAVITÀ EQUATORE (m/sec)	9.78
VELOCITÀ DI FUGA (km/s)	11.18
TEMPERATURA MASSIMA REGISTRATA(°C)	58 (Al'Aziziyah, Libia il 13.9.92)
TEMPERATURA MINIMA REGISTRATA (°C)	-89 (Vostok, Antartide il 21.7.83)
ALBEDO	0.36

PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DELLA LUNA

	LUNA	TERRA
DISTANZA MEDIA DALLA TERRA (km fra i centri)	384.400	
DISTANZA ALL'APOGEO (km)	406.697	
DISTANZA AL PERIGEO (km)	356.410	
DIAMETRO APPARENTE DA TERRA (in primi d'arco):		
MEDIO	31.08	
MAX	33.5	
MIN	29	
PERIODO DI RIVOLUZIONE (g=giorni)	27.32g	365.256g
PERIODO DI ROTAZIONE ALL'EQUATORE	27.32g	23h56m
PERIODO RIVOLUZIONE SINODICA	29.21	
VELOCITA' ORBITALE MEDIA (km/s)	1.07	29.8
PERIODO DI ROTAZIONE ALL'EQUATORE	27.32g	23h56m
INCLINAZIONE EQUATORE SU ORBITA (gradi)	6.7	23.44
INCLINAZIONE ORBITALE	5.15	0
ECCENTRICITA' ORBITALE	0.055	0.017

PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DELLA LUNA

	LUNA	TERRA
DIAMETRO EQUATORIALE (km)	3476	12756
APPIATTIMENTO	0	0.003
MASSA (Luna=1)	1	81.3
MASSA (grammi)	7.35×10^{25}	5.976×10^{27}
DENSITA' (acqua=1)	3.34	5.517
ACCELERAZIONE DI GRAVITA' (Terra=1)	0.165	1
ACCELERAZIONE DI GRAVITA' (m/sec ²)	1.62	9.8
VELOCITA' DI FUGA (km/s)	2.38	11.18
TEMPERATURA MASSIMA REGISTRATA(°C)	117	58
TEMPERATURA MINIMA (°C)	-163	-89
ALBEDO	0.07	0.36
MAGNITUDINE MEDIA AL PLENILUNIO	-12.7	

PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DI MERCURIO

DISTANZA MEDIA DAL SOLE (milioni di km)	57.9
DISTANZA MEDIA (in u.a.)	0.387
DIAMETRO MEDIO DEL SOLE (gradi)	1.38
DISTANZA MASSIMA DAL SOLE (milioni di km)	69.7
DISTANZA MINIMA DAL SOLE (milioni di km)	45.9
DISTANZA MINIMA DALLA TERRA (milioni di km)	80
DISTANZA MASSIMA DALLA TERRA	220
DIAMETRO APPARENTE MINIMO DALLA TERRA (in secondi d'arco)	MAX 12.9, MIN. 4.5
PERIODO DI RIVOLUZIONE (g=giorni)	87.969g
VELOCITÀ ORBITALE MEDIA (km/sec)	47.9
PERIODO SINODICO (g=giorni)	115.88g
PERIODO DI ROTAZIONE ALL'EQUATORE(g=giorni)	58.6461g
GIORNO SOLARE (g=giorni)	176 g
INCLINAZIONE DELL'ASSE SULL'ORBITA (gradi)	2
INCLINAZIONE ORBITALE (gradi)	7
ECCENTRICITÀ ORBITALE	0.206
NUMERO SATELLITI	0

PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DI MERCURIO

DIAMETRO EQUATORIALE (km)	4878
APPIATTIMENTO	TRASCURABILE
MASSA (Terra=1)	0.055
MASSA (Sole=1)	1/6.000.000
MASSA (grammi)	3.3022×10^{26}
DENSITÀ (grammi/cm ³)	5.43
ACCELERAZIONE DI GRAVITÀ (Terra=1=9.8m/sec ²)	0.38=3.7
VELOCITÀ DI FUGA (km/s)	4.3
CALORE MEDIO RICEVUTO DAL SOLE (Terra=1)	6.7
TEMPERATURA MEDIA GIORNO, NOTTE (°C)	-170/350 ESCURS. (-173/+427)
TEMPERATURE MAX E MIN (°C)	467/-183
ALBEDO	0.06
MAGNITUDINI MASSIMA, MINIMA	-1.9, 5

PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DI VENERE

DISTANZA MEDIA DAL SOLE (milioni di km)	108.2
DISTANZA MEDIA (in U.A.)	0.723
DIAMETRO MEDIO DEL SOLE (primi)	44.25
DISTANZA MASSIMA DAL SOLE (milioni di km)	109
DISTANZA MINIMA DAL SOLE (milioni di km)	107.4
PERIODO DI RIVOLUZIONE (g=giorni)	224.701 g
VELOCITÀ ORBITALE MEDIA (km/sec)	35
PERIODO SINODICO (g=giorni)	583.92 g
PERIODO ROTAZIONE ALL'EQUATORE (retrogrado, g=giorni)	243.16 g
GIORNO SOLARE (g=giorni)	116 g
DISTANZA MINIMA DALLA TERRA (milioni di km)	41
DISTANZA MASSIMA DALLA TERRA	258
DIAMETRO APPARENTE DALLA TERRA (in secondi d'arco)	MAX 63.1, MIN. 9.5
INCLINAZIONE DELL'ASSE SULL'ORBITA (gradi)	178
INCLINAZIONE ORBITALE (gradi)	3.39
ECCENTRICITÀ ORBITALE	0.0068
NUMERO SATELLITI	0

PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DI VENERE

DIAMETRO EQUATORIALE (km)	12.104
APPIATTIMENTO	TRASCURABILE
MASSA (Terra=1)	0,815
MASSA (Sole=1)	1/408.521
MASSA (grammi)	$4,869 \times 10^{27}$
DENSITÀ (grammi/cm ³)	5,25
ACCELERAZIONE DI GRAVITÀ (Terra=1=9,8 m/sec ²)	0,903=8,8
VELOCITÀ DI FUGA (km/s)	10,36
CALORE MEDIO RICEVUTO DAL SOLE (Terra=1)	1,9
TEMPERATURA MEDIA ALLA SOMMITÀ DELLE NUBI (°C)	-33
TEMPERATURE MEDIA SUPERFIC. (°C)	457 (480)
PRESSIONE SUPERFICIALE (bar)	90
ALBEDO	0,76
MAGNITUDINE MASSIMA	-4,4

PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DI MARTE

DISTANZA MEDIA DAL SOLE (milioni di km)	227.94
DISTANZA MEDIA (in u.a.)	1.524
DIAMETRO MEDIO DEL SOLE (primi)	44.25
DISTANZA MASSIMA DAL SOLE (milioni di km)	249.1
DISTANZA MINIMA DAL SOLE (milioni di km)	206.7
PERIODO DI RIVOLUZIONE (g=giorni)	686.98g
VELOCITÀ ORBITALE MEDIA (km/sec)	24.1
PERIODO SINODICO (g=giorni)	779.9g
PERIODO ROTAZIONE (h=ore,m=minuti)	24h37.4m
DISTANZA MINIMA DALLA TERRA (milioni di km)	55
DISTANZA MASSIMA DALLA TERRA	400
DIAMETRO APPARENTE DALLA TERRA (in secondi d'arco)	MAX 25.7, MIN. 3.5
INCLINAZIONE DELL'ASSE SULL'ORBITA (gradi)	23.98
INCLINAZIONE ORBITALE (gradi)	1.83
ECCENTRICITÀ ORBITALE	0.093
NUMERO SATELLITI (Phobos diam. 28x20 km, Deimos 16x12 km)	2

PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DI MARTE

DIAMETRO EQUATORIALE (km)	6794
RAPPORTO FRA DIAMETRO EQUAT. MARTE /TERRA	1.88
DIAMETRO POLARE (km)	6759
APPIATTIMENTO	0.0052
MASSA (Terra=1)	0.107
MASSA (Sole=1)	1/3.098.700
MASSA (grammi)	6.4191x10 ²⁷
DENSITÀ (grammi/cm ³)	3.93
ACCELERAZIONE DI GRAVITÀ (Terra=1=9.8m/sec ²)	0.38=3.72
VELOCITÀ DI FUGA (Km/s)	5.02
CALORE MEDIO RICEVUTO DAL SOLE (Terra=1)	0.43
TEMPERATURE MEDIA SUPERFIC. (°C)	-40, ESCURS. (-5/-90)
PRESSIONE ATMOSFERICA SUPERFICIALE (bar)	0.007-0.01
ALBEDO	0.16
MAGNITUDINI MASSIMA	-2.8

PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DI GIOVE

DISTANZA MEDIA DAL SOLE (milioni di km)	778.34
DISTANZA MEDIA (in u.a.)	5.203
DISTANZA MASSIMA DAL SOLE (milioni di km)	815.7
DISTANZA MINIMA DAL SOLE (milioni di km)	740.9
PERIODO DI RIVOLUZIONE (a=anni)	11.86
VELOCITÀ ORBITALE MEDIA (km/sec)	13.06
PERIODO SINODICO (g=giorni)	398.9g
PERIODO ROTAZIONE EQUATORIALE (h=ore, m=minuti)	9h50.5m
DISTANZA MINIMA DALLA TERRA (milioni di km)	591
DISTANZA MASSIMA DALLA TERRA	967
DIAMETRO APPARENTE DALLA TERRA (in secondi d'arco)	MAX 50.1, MIN. 30.4
INCLINAZIONE DELL'ASSE SULL'ORBITA (gradi)	3.07
INCLINAZIONE ORBITALE (gradi)	1.3
ECCENTRICITÀ ORBITALE	0.048
DIAMETRO MEDIO DEL SOLE (primi)	6.15
NUMERO SATELLITI (Ganimede diam. 5.260 km, Callisto 4800 km, Io 3.630 km, Europa 3.140 km)	17

PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DI GIOVE

DIAMETRO EQUATORIALE (km)	143.000
RAPPORTO FRA DIAMETRO EQUAT. GIOVE/TERRA	11.2
DIAMETRO POLARE (km)	133.700
APPIATTIMENTO	0.065
MASSA (Terra=1)	317.9
MASSA (Sole=1)	1/1047.4
MASSA (grammi)	1.8992×10^{30}
DENSITÀ (grammi/cm ³)	1.33
ACCELERAZIONE DI GRAVITÀ EQUATOR. (Terra=1=9.8m/sec ²)	2.35=23.12
VELOCITÀ DI FUGA (Km/s)	59.5
CALORE MEDIO RICEVUTO DAL SOLE (Terra=1)	1/27
RAPPORTO FRA ENERGIA EMESSA ED INCIDENTE	2.5
TEMPERATURA MEDIA ALLA SOMMITÀ NUBI (°C)	-150
TEMPERATURA MEDIA ALLA PRESSIONE DI 1 BAR (°C)	-110
ALBEDO	0.43
MAGNITUDINI MASSIMA	-2.6

PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DI SATURNO

DISTANZA MEDIA DAL SOLE (milioni di km)	1.427
DISTANZA MEDIA (in U.A)	9.539
DISTANZA MASSIMA DAL SOLE (milioni di km)	1.507
DISTANZA MINIMA DAL SOLE (milioni di km)	1.347
PERIODO DI RIVOLUZIONE (a=anni)	29.46
VELOCITÀ ORBITALE MEDIA (km/sec)	9.6
PERIODO SINODICO (g=giorni)	378.1
PERIODO ROTAZIONE EQUATORIALE (h=ore,m=minuti)	10h 13.4m
DISTANZA MINIMA DALLA TERRA (milioni di km)	1.200
DISTANZA MASSIMA DALLA TERRA	1.650
DIAMETRO APPARENTE DALLA TERRA (in secondi d'arco)	MAX 20.9, MIN. 15.0
INCLINAZIONE DELL'ASSE SULL'ORBITA (gradi)	26.73
INCLINAZIONE ORBITALE (gradi)	2.5
ECCENTRICITÀ ORBITALE	0.056
NUMERO SATELLITI (Titano diam. 5.150 km)	18

PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DI SATURNO

DIAMETRO EQUATORIALE (km)	120.500
RAPPORTO FRA DIAMETRO EQUAT. SATURNO / TERRA	9,5
DIAMETRO POLARE (km)	108.700
APPIATTIMENTO	0,098
MASSA (Terra=1)	95,2
MASSA (Sole=1)	1/3.498
MASSA (grammi)	5,686 x 10 ²⁹
DENSITÀ (grammi/cm ³)	0,71
ACCELERAZIONE DI GRAVITÀ EQUATORE (Terra=1=9.8 m/sec ²)	1,16=11,4
VELOCITÀ DI FUGA (km/s)	35,5
CALORE MEDIO RICEVUTO DAL SOLE (Terra=1)	1/91
RAPPORTO FRA ENERGIA EMESSA ED INCIDENTE	2
TEMPERATURA MEDIA ALLA SOMMITÀ NUBI (°C)	-180
TEMPERATURA MEDIA ALLA PRESSIONE DI 1 BAR (°C)	-140
ALBEDO	0,61
MAGNITUDINE MASSIMA	-0,3
DIAMETRO MEDIO DEL SOLE (primi)	3,4

PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI DI URANO

DISTANZA MEDIA DAL SOLE (milioni di km)	2869.6
DISTANZA MEDIA (in u.a.)	19.181
DISTANZA MASSIMA DAL SOLE (milioni di km)	3004
DISTANZA MINIMA DAL SOLE (milioni di km)	2735
PERIODO DI RIVOLUZIONE (a=anni)	84.01
VELOCITA' ORBITALE MEDIA (km/sec)	6.8
PERIODO SINODICO (g=giorni)	369.7
PERIODO ROTAZIONE EQUATORIALE (h=ore,m=minuti)	17h12m
DISTANZA MINIMA DALLA TERRA (milioni di km)	2590
DISTANZA MASSIMA DALLA TERRA	3150
DIAMETRO APPARENTE DALLA TERRA (in secondi d'arco)	MAX 3.7 MIN. 3.1
INCLINAZIONE DELL'ASSE SULL'ORBITA (gradi)	97.86
INCLINAZIONE ORBITALE (gradi)	0.77
ECCENTRICITA' ORBITALE	0.047
NUMERO SATELLITI (Titania diam. 1.580 km, Oberon 1.520 km)	15

PRINCIPALI PARAMETRI FISICI DI URANO

DIAMETRO EQUATORIALE (km)	51.200
RAPPORTO FRA DIAMETRO EQUAT. URANO/TERRA	4
DIAMETRO POLARE (km)	49.950
APPIATTIMENTO	0.0229
MASSA (Terra=1)	14.6
MASSA (Sole=1)	1/22.800
MASSA (grammi)	8.685x10 ²⁸
DENSITA' (grammi/cm ³)	1.27
ACCELERAZIONE DI GRAVITA' EQUATOR. (Terra=1=9.8m/sec ²)	0.88/8.7
VELOCITA' DI FUGA (Km/s)	22.5
CALORE MEDIO RICEVUTO DAL SOLE (Terra=1)	1/392
TEMPERATURA MEDIA ALLA SOMMITA' NUBI (C°)	-215
TEMPERATURA MEDIA ALLA PRESSIONE DI 1 BAR (°C)	-197
ALBEDO	0.35
MAGNITUDINI MASSIMA	5.6
DIAMETRO MEDIO DEL SOLE (primi)	1.7

PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI E FISICI DI NETTUNO

SCOPRITORE	JOHANN GOTTFRIED GALLE
DATA DELLA SCOPERTA	23 SETTEMBRE 1846
MASSA (kg)	$1,024 \times 10^{26}$
MASSA (TERRA = 1)	17,135
RAGGIO EQUATORIALE (km)	24.764
RAGGIO EQUATORIALE (TERRA = 1)	3,8825
DENSITÀ MEDIA (g/cm^3)	1,64
DISTANZA MEDIA DAL SOLE (milioni di km)	4.497
DISTANZA MEDIA DAL SOLE (Terra = 1 u.a.)	30,0611
PERIODO DI ROTAZIONE (ore)	16,11
PERIODO ORBITALE (anni)	164,79
VELOCITÀ ORBITALE MEDIA (km/s)	5,45
ECCENTRICITÀ ORBITALE	0,0097
INCLINAZIONE DELL'ASSE DI ROTAZIONE	29,6°
INCLINAZIONE DELL'ORBITA	1,774°
ACCELERAZIONE DI GRAVITÀ ALL'EQUATORE (m/s^2)	11,0
VELOCITÀ DI FUGA ALL'EQUATORE (km/s)	23,50
ALBEDO VISUALE GEOMETRICA	0,41
MAGNITUDINE VISUALE	7,84
TEMPERATURA MEDIA DELLE NUBI (°C)	-193/-153 (-218 SOMMITA' NUBI)
COMPOSIZIONE DELL'ATMOSFERA	IDROGENO, ELIO, METANO
NUMERO SATELLITI (Tritone diam. 2700 km)	8

PRINCIPALI PARAMETRI ORBITALI E FISICI DI PLUTONE

SCOPRITORE	CLYDE W. TOMBAUGH
DATA DELLA SCOPERTA	18 FEBBRAIO 1930
MASSA (kg)	1,29E+22
MASSA (Terra = 1)	0,0021586
RAGGIO EQUATORIALE (km)	1160
RAGGIO EQUATORIALE (Terra = 1)	0,18188
DENSITÀ MEDIA (g/cm ³)	2,05
DISTANZA MEDIA DAL SOLE (milioni di km)	5.914
DISTANZA MEDIA DAL SOLE (Terra = 1u.a.)	39,5294
PERIODO DI ROTAZIONE (giorni)	-6,3872
PERIODO ORBITALE (anni)	248,54
VELOCITÀ ORBITALE MEDIA (km/s)	4,74
ECCENTRICITÀ ORBITALE	0,2482
INCLINAZIONE DELL'ASSE DI ROTAZIONE	122,52°
INCLINAZIONE DELL'ORBITA	17,148°
ACCELERAZIONE DI GRAVITÀ ALL'EQUATORE (m/s ²)	0,4
VELOCITÀ DI FUGA ALL'EQUATORE (km/s)	1,22
ALBEDO VISUALE GEOMETRICA	0,3
MAGNITUDINE VISUALE	15,12
TEMPERATURA (°C)	-213/-233
COMPOSIZIONE DELL'ATMOSFERA	AZOTO, MONOSSIDO DI CARBONIO, METANO
NUM. SATELL. (Caronte diam. 1270 km)	1

LE CLASSI SPETTRALI

Disperdendo la luce solare con un prisma si può osservare uno sfondo continuo colorato (spettro luminoso della sorgente) con la seguente successione di colori: rosso, arancio, giallo, verde, blu e viola. Il prisma, grazie al fenomeno della rifrazione, disperde le varie lunghezze d'onda contenute nella luce bianca secondo angolazioni diverse. Indagando lo spettro luminoso con strumenti dedicati quali lo spettroscopio (visuale) e lo spettrografo (fotografico), vengono messe in evidenza sul fondo continuo numerose righe scure (righe spettrali), che sono attribuibili all'assorbimento selettivo e alla diffusione della radiazione dovuta agli atomi eccitati presenti nelle atmosfere stellari.

Ricordiamo brevemente alcune tappe storiche che aprirono la strada all'astrofisica.

Nel 1814 Fraunhofer scoprì che lo spettro continuo del Sole è solcato da righe scure, presenti anche negli spettri stellari. Nel 1859 il fisico tedesco **Kirchoff** enunciò alcune leggi relative agli spettri continui a righe di emissione e di assorbimento così sintetizzabili:

- I solidi, i liquidi e i gas altamente compressi portati all'incandescenza, emettono radiazioni elettromagnetiche sotto forma di spettri continui;
- I gas incandescenti e a bassa pressione emettono radiazioni elettromagnetiche sotto forma di spettri a righe in emissione;
- Un gas attraversato da uno spettro continuo di radiazione elettromagnetica assorbe le stesse lunghezze d'onda che emetterebbe se fosse riscaldato, formando uno spettro di assorbimento.

Padre Angelo Secchi, utilizzando i più perfezionati spettroscopi dell'epoca applicati a telescopi rifrattori esaminò, tra il 1862 e il 1868, oltre quattromila spettri stellari. Giunse alla conclusione che escludendo poche eccezioni, tutte le stelle potevano essere ricondotte ad alcune configurazioni caratteristiche che egli chiamò "tipi". Come scrisse nei rendiconti dell'Accademia delle Scienze francese nel 1863, i tipi stellari fondamentali erano quattro, suddivisi nel modo seguente:

- I- stelle bianche o azzurre (tipo spettrale di Harvard B, A), numerose e molto luminose come Rigel, Sirio, Vega, Altair, aventi nello spettro continuo poche righe scure, le più intense delle quali dovute all'idrogeno (serie di Balmer);
- II - stelle gialle (tipo spettrale di Harvard F,G,K) come il Sole, Capella e Arturo (anche queste molto numerose), con spettro caratterizzato da una grande quantità di righe sottili, in seguito attribuite ad atomi metallici (ferro, titanio, cromo), e da righe intense (predominano le 2 del calcio ionizzato all'estremo limite violetto ancora visibile per l'occhio);
- III - stelle arancio - rosse (tipo M), come Aldebaran, Betelgeuse, Antares, Mira Ceti, aventi spettro continuo limitato praticamente al verde-giallo-rosso, molte righe sottili ed anche presenza di righe larghissime e sfumate dette "bande" (più scure nell'azzurro-violetto); con tracce di metalli e di idrocarburi come nel tipo II;
- IV - stelle deboli di un intenso colore rosso (tipo N) aventi spettro con bande di assorbimento verso il rosso dovute al carbonio, ma senza metalli. Le stelle più brillanti non superano la quinta grandezza.

Pare che successivamente avesse inserito un quinto tipo comprendente stelle non riconducibili alle classi precedenti (ad esempio gamma Cassiopeae), includendo anche quelle con spettro solcato da "righe lucide in emissione", insieme a quelle in assorbimento (tipo O).

La classificazione di Secchi, da principio accolta con grande favore, fu poi sottoposta a revisione da grandi astronomi come Sir J. Norman Lockyer ed Edward C. Pickering, ma costituì ugualmente un passo iniziale molto importante poiché, per prima, mise in evidenza che il comportamento delle righe spettrali (numero, posizione ed intensità) dipende dal colore della stella. All'epoca di Padre Secchi non era ancora nota la legge di Wien secondo cui il massimo dell'intensità dello spettro si sposta verso le lunghezze d'onda maggiori col diminuire della temperatura, per cui il colore della sorgente tende a divenire sempre più rossastro; pur tuttavia egli intuì che la temperatura doveva essere massima nelle stelle bianco-azzurre e minima in quelle rosse. La classificazione di Secchi, pur nella sua rudimentale semplicità, mette in evidenza che la temperatura è il parametro principale che domina la configurazione spettrale.

L'Osservatorio di Harvard intraprese, con l'introduzione della fotografia, lo studio di migliaia di spettri stellari, elaborando una classificazione tutt'ora impiegata.

Le classi spettrali principali, che comprendono circa il 99% delle stelle, vengono indicate con le lettere O, B, A, F, G, K, M, con due diramazioni agli estremi. La sequenza spettrale indica una temperatura decrescente andando dalle stelle O (alta temperatura) verso le K, M (bassa temperatura). Prima delle stelle O troviamo le W (Wolf Rayet), dopo le M le S, R, N. Ogni classe spettrale è divisa in 10 intervalli contraddistinti con numeri da 0 a 9 (che possono avere occasionalmente un'estensione decimale 0.5, ad es. B.5). A fianco di questi numeri segue un numero romano da I a V (classificazione di Morgan - esiste anche una classificazione da I a VI): I=supergiganti, II e III=giganti, IV=subgiganti, V= nane (di luminosità e massa solare). Le classi I e II sono divise in 2 sottoclassi a e b. Dalla classe F alla K avviene una biforcazione in due rami paralleli gF, dF. gG, dG ect. Nel ramo g (giant=giganti) sono presenti righe spettrali sottili dovute ai gas rarefatti delle atmosfere stellari delle giganti; nel ramo d (dwarf=nane) le righe spettrali, più larghe, sono relative a stelle nane con atmosfere più dense. Una terza sottoclasse, la c, fu riservata alle supergiganti. Negli spettri delle stelle con atmosfere più rarefatte, a parità di temperatura, le righe degli ioni risultano rafforzate rispetto a quelle degli elementi neutri.

Descriviamo brevemente le caratteristiche osservate nei vari tipi spettrali O, B, A, F, G, K, M che, come già ricordato, comprendono circa il 99% delle stelle ([Ha85], [Bu89], F. Polcaro, l'Astronomia n.136/93):

O : predominano le righe dell'elio una volta ionizzato (HeII) e neutro (HeI), le righe di Balmer dell'idrogeno neutro (HI) appaiono deboli; sono presenti le righe dell'ossigeno, del carbonio e dell'azoto due volte ionizzato (OIII, CIII, NIII), lo spettro del continuo è molto intenso nella zona del violetto;

B: Scompaiono le righe dell'HeII, si intensificano le righe dell'HI (serie di Balmer) e dell'HeI. Si osservano righe di OII, NII, CII, FeIII, MgIII, e Si ionizzato, lo spettro del continuo è molto intenso nella zona del violetto, anche se in misura minore che nel tipo O;

A: Predominano le righe dell'HI (serie di Balmer) che si indeboliscono dalla classe A2 in avanti, scompaiono (o si indeboliscono a seconda degli autori) le righe dell'HeI. Si rinforzano le righe dei metalli, Si e Mg ionizzati, quelle H e K del CaII (nel violetto);

F: diminuisce l'intensità della serie di Balmer, aumenta quella delle righe H e K e dei metalli sia allo stato neutro che ionizzato;

G: le righe più intense sono le H e K del CaII, crescono le righe dei metalli neutri (Fe, Mg, TiO, Ca) e diminuiscono quelle dei metalli ionizzati, appaiono i composti molecolari;

K: serie di Balmer molto debole, intense la H e K del CaII e i metalli neutri, sono presenti righe di emissione di bande molecolari (CN, CH). Lo spettro continuo nel violetto è praticamente inesistente a causa delle numerose righe e bande di assorbimento;

M: Predominano le bande molecolari dell'ossido di titanio (TiO), intensi i metalli neutri;

Il rimanente 1% delle stelle è diviso nelle seguenti classi:

WC-WN-WO (Wolf-Rayet): Le WC presentano forti righe del carbonio e deboli righe dell'azoto, le WN presentano forti righe dell'azoto e deboli del carbonio. Nelle WO che sono una minoranza (4 conosciute nel 1993) domina lo spettro dell'OVI (doppio a 3811Å, 3834Å dell'ossigeno 5 volte ionizzato)

Lo spettro delle stelle Wolf-Rayet presenta soltanto righe di emissione di HeII, OII, OIII, OIV, OV, OVI, CII, CIII, CIV, NII, NIII, NIV, lo spettro continuo nel violetto è ancora più intenso rispetto alle O.

R-N (classificate come stelle al carbonio-C): presentano un continuo simile alle classi K (R), e M, (N, più fredde rispetto alle R) ma uno spettro di assorbimento con bande del cianogeno CN, C₂ e CH e dell'ossido di carbonio CO e CO₂, invece che dell'ossido di titanio (TiO).

S: presentano un continuo simile alle classi K e M, un rapporto C/O \cong 1 e uno spettro con bande dell'ossido di zirconio (dovuto al piccolo eccesso di O rispetto al C).

Come già ricordato, la temperatura è il parametro principale di uno spettro stellare, secondariamente intervengono la pressione elettronica ($P_e = k \cdot T \cdot N_e$, dove k = costante di Boltzmann, T = temperatura, N_e = densità elettronica) delle atmosfere stellari e la composizione chimica. Le varie temperature delle atmosfere determinano diversi gradi di eccitazione e ionizzazione degli atomi che modificano l'intensità e il

numero delle righe spettrali. Nel 99% delle stelle, comprese nelle classi principali, il passaggio da una classe alla successiva avviene attraverso una variazione costante del continuo e dello spettro a righe operata principalmente, come già ricordato, dalla variazione della temperatura. Nel caso del Sole gli strati che contribuiscono alla formazione dello spettro hanno uno spessore di soli 500-600 km.

Cerchiamo ora di indagare, in senso generale, sui fenomeni principali che determinano le caratteristiche degli spettri stellari, come la presenza del continuo e delle righe o bande in assorbimento ed emissione.

Gli atomi possono avere un'energia ben determinata a seconda del livello energetico (orbite elettroniche di Bohr) occupato dagli elettroni. Il livello fondamentale è quello corrispondente alla minore energia, gli altri sono livelli eccitati. Tale livello corrisponde alla condizione di maggior legame elettrostatico dell'elettrone con il nucleo atomico. L'eccitazione può avvenire per "urto" fra particelle o tramite assorbimento di fotoni con energia ben determinata. Quando la transizione dell'elettrone avviene verso i livelli più alti si verifica un assorbimento di energia, se avviene verso i più bassi viene emessa radiazione. Ad ogni transizione corrisponde l'assorbimento o l'emissione di un fotone (quanto di luce) con energia e quindi lunghezza d'onda discreta, cioè ben determinata, corrispondente alla differenza energetica fra i due livelli discreti (distinti). Tale lunghezza d'onda è inversamente proporzionale all'energia del fotone, ($e = hc/\lambda$, dove e è l'energia del fotone, h la costante di Planck, c la velocità della luce e λ la lunghezza d'onda). Radiazioni di energia diversa rispetto a quelle corrispondenti ai vari salti energetici, passano praticamente indisturbate. Le transizioni dell'atomo eccitato vengono chiamate vincolato-vincolato. L'atomo rimane nello stato eccitato per un tempo brevissimo, dell'ordine di 10^{-8} sec, per poi ritornare direttamente allo stato fondamentale o attraverso salti successivi. Per un determinato valore dell'energia di eccitazione avviene la ionizzazione dell'atomo, cioè si spezza il legame elettrostatico fra nucleo ed elettrone. Quando l'elettrone viene strappato dall'atomo, una parte dell'energia viene spesa per la ionizzazione, la rimanente energia rimane all'elettrone come energia cinetica. Per ionizzare i metalli (in astrofisica vengono considerati metalli tutti gli elementi più pesanti dell'He) occorrono circa 6-7eV, 13eV per l'H, 24eV per l'elio ($1 \text{ W} = 2,247 \times 10^{22} \text{ eV}$, $1 \text{ erg} = 6.242 \times 10^{11} \text{ eV}$). L'elettrone può occupare una continuità di livelli sopra a quelli di ionizzazione a seconda dell'energia cinetica acquisita. Queste transizioni vengono chiamate vincolato-libero. La transizione libero-vincolato corrisponde all'emissione di un determinato quanto di energia e al ritorno dell'elettrone dai livelli del continuo ad uno dei livelli discreti. Una transizione libero-libero corrisponde a salti dell'elettrone nei livelli del continuo.

Nella fotosfera delle stelle è presente una certa quantità di gas ionizzato. La temperatura del gas è cioè sufficiente, a causa degli "urti" violenti fra gli atomi causati dall'agitazione termica, a spezzare i legami elettrostatici fra gli atomi e gli elettroni meno legati dei metalli, dell'idrogeno e dell'elio presenti nelle atmosfere stellari (nei gas rarefatti e ad alta temperatura, quest'ultima è corrispondente alla velocità di agitazione delle particelle e non alla temperatura effettiva). Gli elettroni liberi, che passano in prossimità degli ioni vengono accelerati e decelerati in modo continuo, con conseguente assorbimento ed emissione di energia. L'emissione di radiazione, che può essere di qualsiasi frequenza, in quanto il gas fotosferico è sufficientemente denso e caldo, dà origine allo spettro continuo. Alle frequenze caratteristiche dello spettro continuo il gas è più trasparente rispetto a quelle corrispondenti alle righe spettrali, perciò la radiazione proviene mediamente da strati più profondi e più caldi. In un primo tempo le righe in assorbimento visibili sul continuo vennero attribuite ad uno strato di gas più freddo (strato invertente), involupante la fotosfera, che avrebbe assorbito le radiazioni caratteristiche dei suoi atomi secondo le leggi di Kirchoff, ricordate in premessa. Oggi questa interpretazione viene superata e si attribuiscono alla fotosfera sia lo spettro continuo che quello a righe.

Tali righe si osservano perché i gas assorbono selettivamente alcune lunghezze d'onda e le riemettono in tutte le direzioni. Perciò mentre le rimanenti radiazioni ci arrivano praticamente indisturbate, quelle assorbite e rimesse isotropicamente risultano indebolite lungo la direzione di osservazione.

Le righe in emissione che si osservano nelle stelle più calde (W, O, B) e più fredde (K, M) hanno origine nell'atmosfera rarefatta ed estesa che le circonda. Gli strati superficiali della stella sono responsabili dello spettro continuo con righe in assorbimento. L'atmosfera rarefatta, assorbente e quindi emittente solo in corrispondenza delle righe spettrali caratteristiche dei suoi gas, è responsabile delle righe in emissione,

mentre risulta praticamente trasparente alle altre lunghezze d'onda. Sono quindi visibili righe in emissione sovrapposte allo spettro continuo [Ha85].

TABELLA CLASSI SPETTRALI

CLASSE SPETTRALE	COLORE APPARENTE	TEMPERATURA COLORE(°K)	B-V	TEMPERATURA GIGANTI E SUPERGIGANTI
W(NE-NL, CE, CL, CO)	Blu	30.000(WNL)-50-90.000 (WNE)		
O(0-9)	Blu	40.000-25.000 (> 30.000)	< -0.2	
B(0-9)	Blu	25.000-11.000	da -0.2 a 0.0	
A(0-9)	Blu-Bianco	11.000-7.500	da 0.0 a 0.3	
(g,d)F (0-9)	Bianco	7.500-6.000	da 0.3 a 0.6	5.200-6.500 (Canopo)
(g,d)G (0-9)	Bianco-Giallo	6.000-5.000	da 0.6 a 1.1	5.000-4.000 (Capella)
(g,d)K (0-9)	Da Arancione a Rosso	5.000-3.500	da 1.1 a 1.5	4.000-3.300 (Arturo, Aldebaran)
(g,d)M (0-9)	Rosso	3500-3.000 (2.200-3.500)	> 1.5	>3.300 (Antares, Betelgeuse)
R	c.s.	c.s.	fino a circa	
N	c.s.	c.s.	4.5	
S	c.s.	c.s.		

B-V = indice di colore

TABELLA STELLE CAMPIONE CLASSI SPETTRALI (1)

(DATI PRECEDENTI AL CATALOGO HYPPARCOS)

NOME	A.R	DEC	SEP'' A.P 2000	PER. ORB. ANNI	MAG. VISUALE (mv)	B-V	MAG. ASSOL. VIS. (Mv)	SPETTRO	Temp. di colore °K Te= Temp. efficace	DIST PC-A.L.	LUM Sole=1	RAGGIO Sole=1	MASSA Sole=1
HD192163, V1770 Cyg	20h12m06.4s	38°21'17"			7.48v?	-0.01		WN6B					
13 z Oph	16h37m9.5s	-10°34'02"			2.6	-0.02	-4.4 (-3.5c)	O9.5V (MS)		170s-550	4700 (2170c)		
MINTAKA 34 dOri	5h32m00.4s 5h32m00.5s	-0°17'57" -0°17'04"	A-B=52.4"	/	A=2.24v B=6.85	-0.22 -0.16	A=-6.1 B=-2.5 (-1.5c)	O9.5II (MS) B2V		460s-1500 (660s-2150)	A=10000 (22.000c) B=820c		
ALNITAK 50 zOri (tripla, C ottica)	5h40m45.5s 5h40m45.5s	-1°56'33" -1°56'34"	A-B=2.4" A-C=57.8"	1500	A=1.91(1.7) B=4.2 (3.7, 5.5) C=9.9	/	A=-5.7 B=-3.4c	A=O9.5Ib (MS) B0III-B3? C=O9Ib		A= 340-1100 (245-800 B=comeA C=245-800 (613-2000)	A=16.000 B=1990c		
15 Mon, HD 47839(NGC 2264, Neb. Cono)	6h40m58.7s	9°53'44"			4.66v	-0.25	-5.2 (-4.7c)	O7 (MS)		750c-2440	9900 (6300 c)		
ALNILAM 46 eOri	5h36m12.8s	-1°12'072			1.7v	-0.19	-6.5 (-6.4c)	B0Ia (MS)		410s-1340	33000c (29000c)		
(1) SPICA 67 a Vir (doppia spet)	13h25m11.6s	-11°9'41"			0,98v	-0.23	A=-3.5 (-3.8) B=-1.5	A=B1V (MS) B=B2V	20.000	84s-274	A=2000 (2705) B=350	A=8 B=4	A=10.9 B=6.8
ACHERNAR a Eri	1h37m42.9"	-57°14'12"			0.5	-0.2	-1.7	B3Vp (MS)		28s-90 (80)	410c		
REGOLO 32 a Leo	10h08m22.3s	11°58'02"			1.35v?	-0.11	-0.9 (-0.7)	B7V (MS)	13.000	28s-90 (26-85)	190 (160)	5 (2.7)	8
(2) RIGEL 19 b Ori (B=binaria spettr)	5h14m32.3s	-8°12'06"	A-B=9.5" A.P=204°		A=0.18v B=6.8	0.03	-7.1 -7.6bol B=-0.4c	A=B8Ia (MS) B=B9V	A=12.000	276-900	A=57.000 (bol 90.000c) B=119c	77	21
(3) VEGA 3 a Lyr	18h36m56.3s	38°47'01"			0.03v	0.00	0.5	A0Vvar (MS)	9.200(10600) Te 10700	8.1t-26.5	52 (58)	3	3

NOME	A.R	DEC	SEP'' A.P 2000	PER. ORB. ANNI	MAG. VISUALE (mv)	B-V	MAG. ASSOL. VIS. (Mv)	SPETTRO	Temp. di colore °K Te= Temp. efficace	DIST PC-A.L.	LUM Sole=1	RAGGIO Sole=1	MASSA Sole=1
(4) SIRIO 9 a Cma Sirio B = nana bianca	6h45m8.9s	-16°42'58''	A-B=4.6'' A-C=1.3'' A.P=150°	50 6	A=-1.47 B=8.64	A=0.0 1	A=1.42 B=11.53 (11.3)	A=A0V (A1V) (MS) B=A5wd	A=9840Te (Te 10200) B=29.500 (±4000)	2.7t-8.8	A=23 B=0.0024	A=1.73 (1.68) B=0.0073< Terra	A=2.3 (2.1) B=1 C=0.05
DENEK 50 a Cyg	20h41m25.9s	45°16'49''			1.25v	0.09	-7.3 (-7.5, -8.4)	A2Ia	9.700	510s-1660	82.000 (68000c)	30	12-17 (25)
PKERKAD 13 g Umi	15h20m43.7s	71°50'02''			3.03v	0.07	-1.1	A3II-III		69s-225	240c		
FOMALHAUT 24 a PsA	22h57m39.1s	-29°37'20''			1.16	0.09	2.0	A3V		6.9t-22.5	13.5c		
DENEKOLA 94 b Leo	11h49m3.6s	14°34'19''			2.14v?	0.09	1.5	A3Vvar		13t-42	19		
ALTAIR 53 a Aql	19h50m47.0s	8°52'06''			0.77	0.22	2.2	A7IV-V (MS)	8.000 (7460±460) Te 8100	5.2t-17	11 (9)	1.5	1.5
CANOPUS a Car	6h23m57.1s	-52°41'44''			-0.72	0.15	-8.5 (-4.7)	F0Ia (F0Ib)		360-1170 (63s-205)	207.000 (6300)	235 (41)	20
PROKONE 10 a Cmi, (B = nana bianca)	7h39m18.1s	5°13m30s	A-B=4.5-5''	40.2	A=0.34v? B=10.8 (9.5-13.5)	0.4	A=2.7 B=13.1	A=F5IV (MS) B=dF	6.500 Te 6300	3.5t-11.4	A=7 B=0.0005	A=2 B=0.012 >Terra	A=1.78 B=0.65
(5) POLARIS 1a Umi, (A-C=spet)	2h31m48.7s	89°15'51''	A-B=18.4'' A-C=<0.5	/ 29.6	A=2.02v B=8.6 (9)	0.6	A=-3.2c B=3.4c (3.8c)	A=F7Ib-IIv B=F3V		110-360	A=1550c B=3.6c		
Sole						0.58	+4.79 (4.83)	G2V (MS)	6000 (5750Te)	1U.A	1	1	1
(6) CAPELLA 13 a Aur (B=spettr, H e H' fisiche)	5h16m41.4s	45°59'53''	A-H=12' (primi) H-H'=2.7''		A=0.08v? H=10.2 H'=13.7	0.8	-0.6	A=G8IIIe B=F6 (A=G5III B=G0III?)	A=5.500 Te 5200 (Te 5000)	13.7t-44.5 (14-46)	A=93c B=64c	11.9c	A=2.7c A=2.1c
DUBHE 50 a Uma	11h03m43.7s	61°45'03''			1.79v?	1.07	-1.0 (-0.8c)	K0II- III+A8V		33s-108	205c (170c)		
POLLUCE 78 b Gem	7h45m18.9s	28°01'34''			1.15v?	1.00	1.0	K0IIIvar	4.500 Te 4700	11t-36	33	11	

NOME	A.R	DEC	SEP'' A.P 2000	PER. ORB. ANNI	MAG. VISUALE (mv)	B-V	MAG. ASSOL. VIS. (Mv)	SPETTRO	Temp. di colore °K Te=Temp. efficace	DIST PC-A.L.	LUM Sole=1	RAGGIO Sole=1	MASSA Sole=1
ARTURO 16 a Boo	14h15m39.7s	19°10'57''			-0.04v?	1.23	-0.3 (-0.15c)	K2III	4200 Te 4.300	11t-36	110 (95c)	28 (25)	0.7,0.2-1.2 (4)
KOCHAB 7b Umi	14h50m42.3s	74°09'20''			2.05v?	1.5		K4IIIvar					
ALDEBARAN 87 a Tau	4h35m55.2s	16°30'33''	A-B=30.4''		A=0.85v B=13.4	1.54	A=-0.7 B= 11.8c	A=K5III B=M2	3.400 Te 3500	21t-68	A=125 (155, 165c) B=0.0016c	45 (40)	
(7) ANTARES 21 a Sco	16h29m24.3s 16h29m24.5s	-26°25'55'' -26°25'55''	A-B=2.6''	880	A=0.96v B=5.4	1.83 0.0	-5.1 (-5c) B=-0.5c	A=M1Ib A=B2V	3.200 (3.100)	153-500 (520,550)	9000 (8000c, 50.000bol?) B=134	700	>10 (12)
m CEP	21h43m30.4s	58°46'48s			4.08v	2.35	-7	M2Ia		860s-			
BETELGEUSE58 a Ori	5h55m10.3s	7°24'25''			0.4-1.3v (0.5v)	1.85	-4.5(-6c/- 5.2c)	M2Ib	3.100	200s-650 (130-425)	19000 (10000c/ 23000c)	1000-1300	entro 30 (20)
SHEAT b PEG	23h03'56.5''	28°04'58''			2.42v	1.67		M2II-IIIv					
T LYR	18h32.3m	37°00m			8.3-8.9v			R6					
W ORI	5h5m23.8''	1°10'39''			6.17v	3.44		N5					
Y CVN "La Superba"	12h45m07.8s	45°26'25''			4.87v	2.54		C7I (N7.7)					
19 PSC	23h46m23.5s	3°29'12''			5.05v	2.61		C5II (N0)					
RY MON	7h06m56.3s	-7°33'23''			7.7v			N5					
c CYG, HD 187796	19h50m33.8s	32°54'51''			4.23v	1.82		S7.1e					

Le colonne della tabella comprendono le seguenti voci:

Denominazione dell'astro, Ascensione retta (**A.R.**), Declinazione (**Dec**), la separazione angolare delle componenti espressa in secondi di arco (**SEP.**), l'Angolo di Posizione al 2000 (**A.P.**), il periodo orbitale in anni, la magnitudine apparente visuale (**mv**), l'indice di colore (**B-V**), la magnitudine assoluta visuale (**Mv**), il tipo spettrale, la temperatura del colore in gradi Kelvin e/o la temp. efficace, la distanza in parsec-anni luce (**pc-a.l.**), la luminosità, il raggio e la massa riferite a quelle solari (**Sole=1**).

NOTE

L'Angolo di posizione (**A.P.**) può assumere valori da 0° a 360° misurato da Nord in senso antiorario (Nord-est-Sud Ovest nella visione telescopica).

Nelle distanze la lettera **t** indica una misura ricavata tramite la parallasse trigonometrica, la **s** con il metodo spettroscopico.

Per rapporto fra la luminosità stellare e quella solare si intende il rapporto fra le magnitudini visuali, e non fra quelle bolometriche.

c = valore calcolato utilizzando le formule ricordate nelle voci di glossario "Luminosità intrinseca - emittanza, costante solare, Magnitudine apparente, Magnitudine assoluta Magnitudine assoluta bolometrica"

(**MS**) = stella di sequenza principale

I dati fra parentesi sono generalmente ricavati da fonti diverse dall'Astronomia (Prof. L. Rosino, G. Romano, P.Maffei), e da [Hi-Si-Oc91].

- (1) Spica: età 15×10^6 milioni di anni, sta uscendo dalla sequenza principale.
- (2) Rigel: età 10×10^6 anni, uscita calcolata dalla sequenza principale fra 1 milione d'anni
- (3) Vega: la sua permanenza sulla MS è calcolata di 250mil + 80 mil per la fase di gigante rossa e finali
- (4) Sirio: età $200-250 \pm 100$ milioni di anni,
- (5) Polare: età 70×10^6 milioni di anni, cefeide
- (6) Capella: densità media 0.00227g/cm^3 , gigante rossa
- (7) Antares: età 20×10^6 milioni di anni, supergigante rossa

TABELLA STELLE CAMPIONE CLASSI SPETTRALI (2)

(DATI TRATTI DAL CATALOGO HIPPARCOS)

NOME	A.R	DEC	SEP'' A.P 2000	PER. ORB. ANNI	MAG. VISUALE mv (VT-Tycho)	B-V	MAG. ASSOL. VIS. (Mv)	SPETTRO	Temp. di colore °K Te= Temp. efficace	DIST PC-A.L.	LUM Sole=1	RAGGIO Sole=1	MASSA Sole=1
HD192163, HIP 99546, V1770 Cyg	20h12m06.4s	38°21'17"			7.44v?(T)	-0.01		WN6B		1640-5345 ±100%			
13 z Oph, HIP81377	16h37m9.5s	-10°34'02"			2.58 (T)	-0.02	-3.2±0.22	O9.5V (MS)		140-458 ±10%	1580(1330- 2000)		
MINTAKA 34 dOri, HIP25930	5h32m00.4s 5h32m00.5s	-0°17'57" -0°17'04"	A-B=52.4"	/	A=2.23v(T) B=6.85	-0.22 -0.16	A=-4.99 ±0.51 B=-0.39c	O9.5II (MS) B2V		281-920 ±23%	A=8300(530 0-13600) B=118c		
ALNITAK 50 zOri, HIP26727 (tripla, C ottica)	5h40m45.5s 5h40m45.5s	-1°56'33" -1°56'34"	A-B=2.4" A-C=57.8"	1500	A=1.74 B=4.2 (3.7, 5.5) C=9.9	/	A=-5.26 ±0.43 B=-2.8c	A=O9.5Ib (MS) B0III-B3? C=O9Ib		A=251-820 ±205 B=comeA C=245-800 (613-2000)	A=10500 (7300- 16150) B=1085c		
15 Mon, S Mon, HD 47839, HP31978(NGC 2264)	6h40m58.7s	9°53'44"			4.67v (T)	-0.25	-2.82±0.5	O7 (MS)		313-1020 ±23%			
ALNILAM 46 eOri, HIP26311	5h36m12.8s	-1°12'072			1.72v (T)	-0.19	-6.38± 0,81	B0Ia (MS)		410-1340 ±27%	30.000 (14500- 64300)		
(1) SPICA 67 a Vir, HIP65474 (doppia spet)	13h25m11.6s	-11°9'41"			1.06v (T)	-0.23	A=-3.55 ±0.15 B=-1.5	A=B1V (MS) B=B2V	20.000	80.4-262± 7%	A=2180 (1950-2600) B=350	A=8 B=4	A=10.9 B=6.8
ACHERNAR a Eri, HIP7588	1h37m42.9"	-57°14'12"			0.54(T)	-0.2	-2.77	B3Vp (MS)		44.1-143.8 ±2.5%	1068±54		
REGOLO 32 a Leo, HIP49669	10h08m22.3s	11°58'02"			1.41v?(T)	-0.11	-0.52	B7V (MS)	13.000	23.8-77.5 ±2%	134.2±5	5 (2.7)	8

NOME	A.R	DEC	SEP'' A.P 2000	PER. ORB. ANNI	MAG. VISUALE mv (VT-Tycho)	B-V	MAG. ASSOL. VIS. (Mv)	SPETTRO	Temp. di colore °K Te= Temp. efficace	DIST PC-A.L.	LUM Sole=1	RAGGIO Sole=1	MASSA Sole=1
(2) RIGEL 19 b Ori, HIP24436 (B=binaria spettro)	5h14m32.3s	-8°12'06''	A-B=9.5'' A.P=204°		A=0.28v(T) B=6.8	0.03	-6.69 ±0.42 B=0	A=B8Ia (MS) B=B9V	A=12.000	237-770 ±19%	A=40.000 (27600- 59700) B=88	63c	21*
(3) VEGA 3 a Lyr, HIP91262	18h36m56.3s	38°47'01''			0.03v	0.00	0.58	A0Vvar (MS)	9.200(10600) Te 10700	7.76-25.3 ±0.5%	48.7±0.42	3*	3*
(4) SIRIO 9 a Cma, HIP 32349 Sirio B = nana bianca	6h45m8.9s	-16°42'58''	A-B=4.6'' A-C=1.3'' A.P=150°	50 6	A=-1.44 B=8.64	A=0.0 1	A=1.45 B=11.5c	A=A0V (A1V) (MS) B=A5wd	A= Te 9840 (Te 10200) B=29.500 (±4000)	2.64-8.6 ±0.5%	A=21.8 ±0.18 B=0.002c	A=1.73 (1.68) B=0.0073< Terra	A=2.3* (2.1*) B=1* C=0.05*
DENEK 50 a Cyg, HIP102098	20h41m25.9s	45°16'49''			1.33v(T)	0.09	-8.7±1.2	A2Ia	9.700	990-3200 ±56%	260.000 (85500- 780.000)	30*	12*-17* (25*)
PERKAD 13 g Umi, HIP75097	15h20m43.7s	71°50'02''			3.03v(T)	0.07	-2.84 ±0.15	A3II-III		147-480 ±7%	1140(1020- 1350)		
FOMALHAUT 24 a PsA, HIP113368	22h57m39.1s	-29°37'20''			1.23(T)	0.09	1.74	A3V		7.7-25.1 ±0.7%	16.7±0.24		
DENEKOLA 94 b Leo, HIP57632	11h49m3.6s	14°34'19''			2.13v?(T)	0.09	1.9	A3Vvar		11.1-36.2 ±1%	14.26±0.28		
ALTAIR 53 a Aql, HIP97649	19h50m47.0s	8°52'06''			0.93(T)	0.22	2.2	A7IV-V (MS)	8.000 (7460±460) Te 8100	5.14-16.8 ±0.5%	10.9 ±0.11	1.5*	1.5*
CANOPUS a Car , HIP 30438	6h23m57.1s	-52°41'44''			-0.63 (T)	0.15	-5.53 ±0.11	F0Ia (F0Ib)		95.9-313 ±5%	13.500 (12600- 15400)	65c	20*
PROKIONE 10 a Cmi, HIP37279 (B = nana bianca)	7h39m18.1s	5°13m30s	A-B=4.5-5''	40.2	A=0.4v? B=10.8 (9.5-13.5)	0.4	A=2.68 B=13.1	A=F5IV-V (MS) B=dF	6.500 Te 6300	3.5-11.4 ±0.3%	A=7.04 ±0.04 B=0.0005	A=2 B=0.012 >Terra	A=1.78 B=0.65

NOME	A.R	DEC	SEP'' A.P 2000	PER. ORB. ANNI	MAG. VISUALE mv (VT-Tycho)	B-V	MAG. ASSOL. VIS. (Mv)	SPETTRO	Temp. di colore °K Te= Temp. efficace	DIST PC-A.L.	LUM Sole=1	RAGGIO Sole=1	MASSA Sole=1
(5) POLARIS 1a Umi, HIP11767 (A-C=spet)	2h31m48.7s	89°15'51''	A-B=18.4'' A-C=<0.5	/ 29.6	A=2.0v(T) B=8.6 (9)	0.6	A=-3.64 ±0.14c B=3c (3.6c)	A=F7Ib-IIv B=F3V		132-431 ±6%	A=2370 (2150-2800) B=5c		A=6 C=1.54
Sole						0.58	+4.79	G2V (MS)	5800Te	1U.A	1	1	1
(6) CAPELLA 13 a Aur, HIP24608 (B=spettr, H e H' fisciche)	5h16m41.4s	45°59'53''	A-H=12' (primi) H-H'=2.7''		A=0.08v? H=10.2 H'=13.7	0.8	-0.48	A=G8IIIe B=F6 (A=G5III B=G0III?)	A=5.500 Te 5200 (Te 5000)	12.9-42.2 ±1%	A=129.3 ±3 B≅100c	11.9c	A=2.3c A=1.8c
DUBHE 50 a Uma, HIP54061	11h03m43.7s	61°45'03''			1.82v?(T)	1.07	-1.08	K0II-III +A8V (F7vcomp)		37.9-123.6 ±2%	225.7 ±9.1		
POLLUCE 78 bGem, HIP37826	7h45m18.9s	28°01'34''			1.22v? (T)	1.00	1.09	K0IIIvar	4.500 Te 4700	10.34-33.7 ±0.9%	30.5±0.55	11*	
ARTURO 16 aBoo, HIP69673	14h15m39.7s	19°10'57''			0.16v?(T)	1.23	-0.31	K2IIIp	4200 Te 4.300	11.2-36.7 ±0.8%	110.3±1.8	28* (25*)	0.7*,0.2* -1.2* (4*)
KOCHAB 7b Umi, HIP72607	14h50m42.3s	74°09'20''			2.06v?(T)	1.5	-0.87	K4IIIvar		38.8-126.5 ±2	185.8±7.5		
ALDEBARAN 87 a Tau HIP21421	4h35m55.2s	16°30'33''	A-B=30.4''		A=0.99v(T) B=13.4	1.54	A=-0.63 B=11.9c	A=K5III B=M2	3.400 Te 3500	19.95-65.1 ±2%	A=148.8 ±5.6 B=0.001c	45* (40*)	
(7) ANTARES 21 aSco HIP80763	16h29m24.3s 16h29m24.5s	-26°25'55'' -26°25'55''	A-B=2.6''	880	A=1.07v(T) B=5.4	1.83 0.0	-5.28 ±0.68 B=-0.9c	A=M1Ib A=B2V	3.200 (3.100)	185-600 ±31%	10.700 (5900- 20.700) B=195c	790c	>10* (12*)
m CEP HIP107259	21h43m30.4s	58°46'48s			4.02v(T)	2.35	-6.8±1.8	M2Ia		1600-5300 ±87.5%	44.000 (8550- 235.600)	1600 (per 2700a.l.)	

NOME	A.R	DEC	SEP" A.P 2000	PER. ORB. ANNI	MAG. VISUALE mv (VT-Tycho)	B-V	MAG. ASSOL. VIS. (Mv)	SPETTRO	Temp. di colore °K Te= Temp. efficace	DIST PC-A.L.	LUM Sole=1	RAGGIO Sole=1	MASSA Sole=1
BETELGEUSE58 a Ori HIP27989	5h55m10.3s	7°24'25"			0.57(T) (0.4-1.3v)	1.85	-5.14 ±0.47	M2Ib	3.100	131-427 ±21%	9400 (6300- 15000)	650c-850c (750)	entro 30* (20*)
SHEAT b PEG HIP113881	23h03'56.5"	28°04'58"			2.47v(T)	1.67	-1.49	M2II-IIIv		61.1-199.2 ±4.5%	328±29		
T LYR HIP90883	18h32.3m	37°00m			8.2(T) (8.3-8.9v)		-1.4±1	C8		630-2060 ±47.5%	310 (125- 780)		
W ORI HIP2368	5h5m23.8"	1°10'39"			5.87v(T)	3.44	-0.56 ±0.67	N5		215-700 ±31	139 (80-265)		
Y CVN "La Superba" HIP62223	12h45m07.8s	45°26'25"			5.27v(T)	2.54	-1.27 ±0.35	C7Iab		218-710 ±16	268 (200- 380)		
19 PSC HIP117245	23h46m23.5s	3°29'12"			5.02v(T)	2.61	-1.89 ±0.47	C5II		233-760 ±22%	470 (315- 750)		
RY MON HIP34326	7h06m56.3s	-7°33'23"			8.04v(T)		-0.4±1	N5		450-1480 ±47%	120 (50-310)		
c CYG, HIP97629	19h50m33.8s	32°54'51"			6.78v(T)	1.82	2.78 ±0.31	S7.1e		106-346 ±14%	6.4 (5-9)		

Le colonne della tabella comprendono le seguenti voci:

Denominazione dell'astro, Ascensione retta (**A.R.**), Declinazione (**Dec**), la separazione angolare delle componenti espressa in secondi di arco (**SEP.**), l'Angolo di Posizione al 2000 (**A.P.**), il periodo orbitale in anni, la magnitudine apparente visuale (**mv**) di Johnson ricavata dal catalogo Tycho, l'indice di colore (**B-V**), la magnitudine assoluta visuale (**Mv**), il tipo spettrale, la temperatura del colore in gradi Kelvin e/o la Temp. efficace, la distanza in parsec-anni luce (**pc.-a.l.**), la luminosità, il raggio e la massa riferite a quelle solari (**Sole=1**).

NOTE

L'Angolo di posizione (**A.P.**) può assumere valori da 0° a 360° misurato da Nord in senso antiorario (Nord-est-Sud Ovest nella visione telescopica).

Nelle distanze la lettera **t** indica una misura ricavata tramite la parallasse trigonometrica, la **s** con il metodo spettroscopico.

c = valore calcolato utilizzando le formule ricordate nelle voci di glossario "Luminosità intrinseca - emittanza, costante solare, Magnitudine apparente, Magnitudine assoluta Magnitudine assoluta bolometrica"

(**MS**) = stella di sequenza principale

* Si riferisce a dati ricavati prima della compilazione del catalogo Hypparcos.

Il rapporto fra la luminosità di una stella e quella solare, ricavata da Hypparcos, non coincide con precisione con lo stesso calcolo eseguito utilizzando la magnitudine assoluta dell'astro riportata dal catalogo stesso (calcoli eseguiti con i dati tabulati nel CD-ROM Guide 7.0). Non è chiara la magnitudine assoluta utilizzata nel calcolo (non si tratta di M bolometrica, ma di un valore prossimo a M_V).

I valori tra parentesi che compaiono nelle luminosità sono stati calcolati, in quanto i valori medi (\pm), ricavati da Hypparcos (CD-ROM Guide 7.0), perdevano di significato.

I dati fra parentesi sono generalmente ricavati da fonti diverse dall'Astronomia (Prof. L. Rosino, G. Romano, P.Maffei) e da [Hi-Si-Oc91]

- (1) Spica: età 15×10^6 milioni di anni, sta uscendo dalla sequenza principale. I dati di luminosità, massa, raggio sono riferiti ai valori della tabella precedente
- (2) Rigel: età 10×10^6 anni, uscita calcolata dalla sequenza principale fra 1 milione d'anni
- (3) Vega: la sua permanenza sulla MS è calcolata di 250mil + 80 mil per la fase di gigante rossa e finali
- (4) Sirio: età $200-250 \pm 100$ milioni di anni,
- (5) Polare: età 70×10^6 milioni di anni, cefeide
- (6) Capella: densità media 0.00227g/cm^3
- (7) Antares: età 20×10^6 milioni di anni

LE STELLE DOPPIE

Introduzione

Quando contempliamo la volta celeste in una notte limpida e buia ci sentiamo letteralmente immersi nelle stelle. Ci viene spontaneo collocarle tutte alla stessa distanza e considerare come reali le loro differenti luminosità e le loro distanze proporzionali a quelle angolari, proprio come fecero gli antichi. In realtà, poiché le stelle non si trovano alla stessa distanza dal nostro sistema solare, le luminosità che noi osserviamo sono apparenti. Allo stesso modo, per la differente distribuzione spaziale degli astri, anche le distanze angolari non consentono di ricavare direttamente la loro distanza reciproca. Per questo motivo molte coppie di stelle ci appaiono ravvicinate solo per un casuale effetto prospettico. Quando però la separazione delle stelle (comprese entro una certa magnitudine) assume valori di pochi secondi d'arco, la probabilità di incorrere in un effetto puramente prospettico diventa quasi nulla.

Gli astri oggetto della nostra indagine rappresentano l'insieme delle stelle doppie o multiple, legate fra loro fisicamente dalla reciproca attrazione gravitazionale.

Attraverso studi statistici effettuati su campioni stellari è stato rilevato che almeno metà delle stelle possono essere binarie fisiche (per alcuni studiosi i 2/3) e circa 1/3 rappresentare un sistema multiplo. Gli astri legati gravitazionalmente a formare sistemi binari non rappresentano quindi un'eccezione ma una normale condizione fisica, almeno per le popolazioni stellari della nostra galassia. Queste affermazioni sono possibili grazie alle precise ed estenuanti misurazioni condotte dagli astronomi, negli ultimi due secoli, con l'ausilio dei maggiori telescopi rifrattori esistenti. Attualmente grazie alla risoluzione del satellite astrometrico Hipparcos (agosto 89 - agosto 93, vedere relativa voce di glossario), che ha consentito di misurare le distanze stellari con una precisione mai raggiunta prima (superiore a 0.001"), è stata accertata la natura fisica o prospettica per diverse coppie di stelle e sono state scoperte diverse migliaia di nuovi sistemi binari.

La separazione angolare

La distanza angolare delle doppie viene misurata in secondi di arco. Un secondo d'arco corrisponde a 1/3600 di grado, valore equivalente all'angolo sotteso da una moneta da 100 lire posta a 5.5 km di distanza. Il nostro occhio può vedere distintamente due stelle (sufficientemente luminose) con separazione angolare maggiore a 3-4 primi d'arco (180"-240"), anche se la sua capacità media di risoluzione si colloca intorno ad 80" (diametro pupillare di 2 mm). Questo perché, nelle scarse condizioni di illuminazione che si verificano nell'osservazione delle doppie, i responsabili del processo visivo sono i bastoncelli, più sensibili rispetto ai coni ma dotati di minore risoluzione. Un telescopio amatoriale può arrivare a sdoppiare stelle distanti fino a 0.5"-1", in relazione al diametro e al seeing atmosferico (grado di turbolenza degli strati atmosferici). Il seeing limita la separazione a 0.2" (talvolta 0.1") anche per i maggiori telescopi terrestri. Come conseguenza, anche utilizzando telescopi di grandi dimensioni e spingendo l'ingrandimento oltre 500-1000 x, non si riscontrano effettivi vantaggi. Con l'utilizzo di ottiche adattive, in grado di apportare correzioni all'immagine della stella, degradata dalla turbolenza atmosferica, si può arrivare ad una risoluzione di 0.1" ed oltre. Con l'utilizzo del telescopio spaziale Hubble, dotato di uno specchio di 2.4 mt di diametro, il potere separatore, che può essere spinto fino al limite teorico, può arrivare a 0.04".

Riportiamo alcune relazioni utili per un approccio teorico-pratico all'osservazione delle doppie:

$$Pr=12/D$$

dove **Pr**=potere risolutivo, **D**=diametro obiettivo in cm.

Per sfruttare il potere risolutivo teorico si moltiplica il valore del raggio dell'obiettivo in mm per 3 o 4 volte ([Fe89]) cioè:

$$I_r = D/2 \times 3-4$$

dove I_r = ingrandimento risolvete. Questo valore dell'ingrandimento può essere effettivamente utilizzato solo con telescopi amatoriali.

$$m=5 \times \log D$$

dove m = magnitudine stellare ottimale per arrivare al potere risolutivo teorico dell'obiettivo.

$$S=4.3/D \times (8+(m_1-m_2)^{2.5})^{1/2}$$

dove S = potere separatore in secondi d'arco per stelle sbilanciate, (m_1-m_2) = differenza in valore assoluto delle magnitudini sbilanciate. Relazione valida per casi non estremi (fino a 3 magnitudini [Mo98]).

$$m_{12}=-2.5 \times \log(10^{-0.4m_1}+10^{-0.4m_2})$$

dove m_{12} =magnitudine risultante dalla somma delle magnitudini delle due stelle

Nella tabella seguente le relazioni precedentemente elencate vengono applicate ad obiettivi di diverso diametro:

A	B	C	D	E	F	G	H	I	J	K	L
DIAM.	POT.	INGR.	IN	GR	INGR.	ING.	MAG.	SEP.	SEP.	SEP.	SEP.
OBIECT	RIS.	RISOL	RIS	OL.	MAX	MAX	SEPAR.	SBIL.	SBIL.	SBIL.	SBIL.
		TEOR.	EFF	IC.	RIFRAT	RIFLET	TEORICA	MAG1	MAG2	MAG3	MAG4
6	2	40	90	120	173	156	3,9	2,2	2,6	3,5	4,5
8	1,5	53	120	160	223	185	4,5	1,6	2	2,6	3,4
9	1,3	61	135	180	244	197	4,8	1,4	1,8	2,3	3
10	1,2	66	150	200	264	210	5	1,3	1,6	2,1	2,7
11	1,1	72	165	220	282	221	5,2	1,2	1,4	1,9	2,5
12	1	80	180	240	300	232	5,4	1,1	1,3	1,7	2,3
13	0,9	88	195	260	316	242	5,6	1	1,2	1,6	2,1
14	0,9	88	210	280	331	252	5,7	0,9	1,1	1,5	1,9
15	0,8	100	225	300	346	261	5,9	0,9	1,1	1,4	1,8
20	0,6	133	300	400	412	305	6,5	0,6	0,8	1	1,4
25	0,5	160	375	500	469	342	7	0,5	0,6	0,8	1,1
30	0,4	200	450	600	519	376	7,4	0,4	0,5	0,7	0,9
35	0,34	235	525	700	565	408	7,7	0,4	0,5	0,6	0,8
40	0,3	266	600	800	608	437	8	0,3	0,4	0,5	0,7

Figura 1

dove A = diametro obiettivo in cm, B = potere risolutivo in secondi d'arco, $C = 80/D$ = ingrandimento teorico necessario per sfruttare il potere risolutivo dell'obiettivo assumendo per l'occhio un potere separatore di 80", $D-E = D/2 \times 3$ oppure 4 = ingrandimento risolvete efficace, $F = 100 \times (D-3)^{1/2}$ = ingrandimento massimo raggiungibile con i telescopi a lenti (rifrattori), $G = 70 \times (D-1)^{1/2}$ = ingrandimento

massimo raggiungibile con i telescopi a specchio (riflettori), **H** = magnitudine ottimale per raggiungere la separazione teorica, **I-J-K-L** = potere separatore ottenibile con stelle doppie sbilanciate di 1, 2, 3, 4 magnitudini.

La classificazione dei sistemi binari

I sistemi binari possono essere classificati come segue:

- **visuali:** cioè osservabili otticamente al telescopio;
- **astrometrici:** rivelabili fotograficamente tramite lo studio delle oscillazioni periodiche della stella principale intorno al centro di massa del sistema. Tale movimento, che in assenza di un corpo perturbatore risulterebbe rettilineo, viene messo in evidenza rispetto alle stelle di fondo presenti nel campo fotografato;
- **interferometrici:** viene sfruttato il fenomeno di interferenza luminosa che si genera convogliando in un unico fuoco la luce della sorgente raccolta da due obiettivi (o da due aperture poste davanti all'obiettivo primario). L'alternanza di frange luminose ed oscure che si osserva è causata dalla propagazione ondulatoria della luce. Puntando una stella doppia si verifica uno sdoppiamento della serie di frange che opportunamente sovrapposte (facendo coincidere le frange chiare di un'immagine con le chiare dell'altra) variando la distanza delle aperture, consentono di ricavare la separazione del sistema binario. La risoluzione finale raggiungibile, che può arrivare al millesimo di secondo d'arco ed oltre, è maggiore rispetto a quella teorica consentita da un obiettivo di diametro equivalente alla distanza fra i due specchi minori. Con questo metodo è stato possibile ricavare il diametro di alcune stelle giganti e supergiganti (come Betelgeuse, 0.047", ed epsilon del Centauro, 0.00048"), misure altrimenti proibitive con i metodi tradizionali per le limitazioni dovute al seeing e al diametro degli obiettivi;
- **spettroscopici:** la cui duplicità viene individuata grazie all'**effetto Doppler** (vedere relativa voce di glossario). Quando la sorgente si muove nella direzione sorgente-osservatore (moto radiale), l'effetto Doppler prevede uno spostamento delle lunghezze d'onda verso il rosso, in caso di avvicinamento, e verso il blu in allontanamento.

Le due componenti, rivolviendo intorno al centro di massa, hanno componenti del moto sia in avvicinamento che in allontanamento dall'osservatore quantificabili dagli spostamenti verso il blu e verso il rosso delle righe spettrali;

- **fotometrici o ad eclisse:** rilevabili tramite le variazioni di luce del sistema indotte dalle posizioni geometriche della secondaria (che si assume in moto relativo rispetto alla principale) rispetto al corpo principale. Per osservare tali variazioni di luce i transiti e le occultazioni del sistema devono avvenire lungo la visuale dell'osservatore. Alcuni di questi sistemi, come quello di Algol, la stella beta del Perseo, possono venire studiati a occhio nudo. Dopo un periodo di 2g 20h 49m, la luminosità del sistema scende dalla magnitudine 2.1 alla 3.4 e risale al valore iniziale in 10 ore. Quando la componente secondaria transita sulla primaria (di maggiore luminosità unitaria) si osserva il minimo di luminosità (mag. 3.4), a cui segue, alla fine del transito, una risalita fino al massimo (mag. 2.1). In seguito, durante l'occultazione della secondaria da parte dell'astro principale, si osserva un minimo secondario. Le variazioni di luce di questi sistemi possono anche essere seguite fotograficamente, ma per ottenere la massima precisione si ricorre ai fotometri, che registrano fedelmente ogni modificazione del flusso luminoso nel tempo. Vengono così ricavate curve di luce che forniscono indicazioni sulla luminosità relativa delle componenti e sul periodo orbitale del sistema.

Moti orbitali dei sistemi binari

Ciascuna componente di un sistema doppio descrive un'orbita ellittica (vedere relativa voce di glossario) intorno ad un punto geometrico, chiamato baricentro o centro di massa del sistema. Tra le due stelle e il centro di gravità esiste la seguente relazione:

$$a_1/a_2 = M_2/M_1$$

Dove a_1 e a_2 sono le rispettive distanze delle due componenti dal baricentro (fuoco F_1) e M_1 e M_2 sono le rispettive masse.

Questa relazione indica che il rapporto fra le masse è inversamente proporzionale al rapporto dei semiassi maggiori. Cioè tanto maggiore è la massa di un corpo rispetto all'altro tanto minore è la sua distanza dal baricentro del sistema.

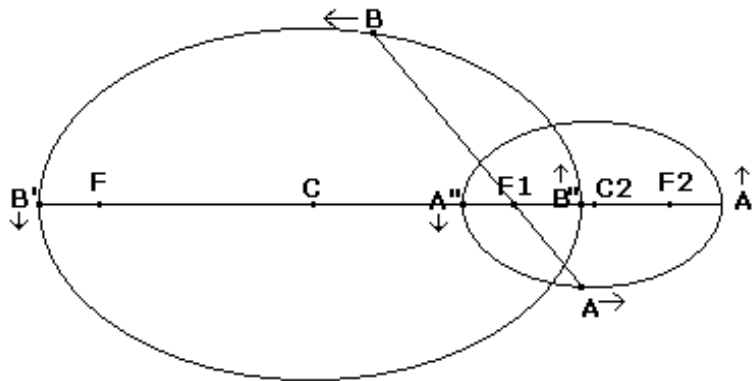


Figura 2 - Le orbite di un sistema binario

Le ellissi percorse dalle due stelle (supposte isolate nello spazio) hanno un fuoco in comune (il centro di massa F_1 , vedere figura 2 [Ce85]) rispetto al quale i due corpi si trovano sempre allineati e da parti opposte, cioè una medesima retta passa per le due stelle e il fuoco. Le due ellissi hanno la medesima eccentricità e vengono percorse in tempi uguali. L'eccentricità aumenta, mediamente, con l'incremento del periodo di rivoluzione del sistema. Il divario fra le distanze minima (periastro $A''-B''$) e massima (apoaastro $A'-B'$) delle due stelle aumenta con l'aumentare dell'eccentricità orbitale. Tali distanze si esprimono con le seguenti relazioni:

$$A'-B' = (a_1+a_2) \times (1 + e); \quad A''-B'' = (a_1+a_2) \times (1 - e)$$

dove a_1 e a_2 = semiassi maggiori, e = eccentricità dell'orbita

Le misurazioni dei sistemi binari e la massa delle stelle

Con le misurazioni effettuate sulle stelle doppie visuali si ottengono due valori importanti: la separazione angolare (di cui abbiamo già parlato) e l'angolo di posizione. Per ottenere quest'ultimo valore si inquadra la stella principale al centro dell'apparato di misura (micrometro filare) e si legge l'angolo di posizione della secondaria. Questo valore, compreso fra 0° e 360° , viene contato in senso antiorario nel senso Nord-Est-Sud-Ovest. Queste due misure vengono ripetute nel tempo per individuare l'orbita relativa apparente della secondaria rispetto alla primaria. L'orbita relativa ha la stessa eccentricità di quelle reali ma un semiasse maggiore uguale alla somma dei due semiassi di quelle originali. Da questa orbita è possibile ricavare quella reale tenendo conto dell'inclinazione del sistema rispetto alla direzione della nostra visuale. Le orbite ad oggi conosciute con una certa precisione, a causa del lento movimento relativo delle componenti (variabile

da qualche giorno fino a superare il migliaio di anni), ammontano a qualche centinaio (quelle conosciute sono inferiori al migliaio), contro le molte decine di migliaia di sistemi binari e multipli conosciuti.

Alcune binarie, per le quali sono state effettuate misurazioni per più di un secolo (come gamma Arietis e gamma Andromedae), non hanno ancora rivelato un moto orbitale relativo.

Applicando la terza legge di Keplero, nota la distanza del sistema e il periodo di rivoluzione, è possibile ottenere un dato importantissimo: la massa complessiva delle due stelle. La formulazione della terza legge applicata ai sistemi binari è la seguente:

$$M_1 + M_2 = a^3 / P^2$$

dove M_1 = massa stella principale espressa in unità solari, M_2 = massa secondaria, a = semiasse maggiore dell'orbita relativa del sistema in unità astronomiche, P = periodo orbitale in anni tropici (anno della durata di circa 365.2422 g, compreso fra due equinozi di primavera e quindi in sincronia con le stagioni)

La relazione precedente può anche essere scritta nella forma seguente [Ri95]:

$$M_1 + M_2 = a''^3 / (p''^3 \times P^2)$$

dove a'' = semidiametro angolare dell'orbita del sistema binario espresso in secondi d'arco, p'' = angolo parallattico del sistema in secondi di arco ovvero angolo sotteso dal semiasse maggiore dell'orbita terrestre osservando dal sistema stellare (vedere figura voce di glossario "parallassi trigonometriche, orbite binarie" dove p'' rappresenta anche la parallasse annua della stella). I due valori a'' e p'' si ricavano con le seguenti relazioni:

$$a'' = a/d \times 206.265; p'' = A/d \times 206.265; a''/p'' = a/A; d = 206.265 \times A/p''$$

dove d = distanza sistema dal Sole, 206.265 = secondi di arco contenuti in un radiante ($57^\circ.2957..$), A = semiasse dell'orbita terrestre = 1 u.a. (unità astronomica = 149.600.000 km circa).

Quando per ogni singola stella è possibile ricavare l'orbita assoluta intorno al centro di gravità, prendendo come riferimento fisso le stelle di sfondo lontane, si possono calcolare le singole masse stellari. Una volta conosciuti i veri semiasse delle orbite è possibile ricavare le singole masse stellari combinando in un semplice sistema algebrico le relazioni già conosciute:

$$M_1 + M_2 = a^3 / P^2 \text{ oppure } M_1 + M_2 = a''^3 / (p''^3 \times P^2)$$

$$a_1/a_2 = M_2/M_1$$

dalle quali si ricava:

$$M_1 = a^3 / ((p''^3 \times P^2) \times (1 + a_1/a_2)) \text{ oppure } M_2 = a^3 / ((p''^3 \times P^2) \times (1 + a_2/a_1))$$

$$M_1 = a^3 / (P^2 \times (1 + a_1/a_2)) \text{ oppure } M_2 = a^3 / (P^2 \times (1 + a_2/a_1))$$

Naturalmente il problema viene posto e risolto in modo semplificato, ma questo non toglie niente all'immensa portata di queste semplici relazioni che rappresentano l'unico metodo diretto per conoscere la massa, ovvero per "pesare", astri lontanissimi.

Le masse stellari calcolate furono utilizzate per costruire grafici nei quali vennero riportate in ascissa le masse e in ordinata le magnitudini assolute. Da questi diagrammi emerse una relazione fra la massa e la luminosità di una stella di sequenza principale così sintetizzabile: quanto più una stella è massiccia tanto più è

luminosa (vedere la voce di glossario, diagramma H-R). Tramite tale fondamentale relazione, tarata con i sistemi binari, è possibile ricavare la massa di stelle singole con magnitudine assoluta nota.

Le stelle doppie consentono anche di testare le teorie astrofisiche. Infatti partendo dal presupposto che la formazione dei sistemi binari avviene contemporaneamente dalla stessa nube di gas, tramite lo studio delle diverse caratteristiche fisiche delle componenti, come lo spettro e la luminosità, diventa possibile verificare l'attendibilità delle teorie sull'evoluzione stellare.

Nelle tabelle delle fig. 3 (ordinata secondo l'ascensione retta crescente) e 4 (ordinata secondo l'eccentricità crescente) vengono elencati i parametri orbitali e fisici di alcune stelle doppie.

NOME	AR 2000	DE 2000	mag1	mag2	sep'' 2000	Spec1	Spec2	px1000 p''	px1000 Hipparcos	a.l.	P (anni)	Epoca Perias.
13 Cet	0h35.2m	-3°36'	5,61	6,88	0,2"-1989	F8V		47,73	47,51	68,3	6,89	1994,05
Eps Cet	2h39.6'	-11°52'	5,36	6,12	0,1"-1989	F5IV-V		40,59	36,99	80,3	2,654	1991,12
46 Tau	4h13.6m	7°43'	5,76	6,67	0,1"-1989	F3V		27,41	27,04	118,9	7,20	1990,68
51 Tau	4h18.4m	21°35'	5,87	7,90	166,4"-1909	A5		18,23	18,25	178,8	11,32	1989,20
Zeta Cnc AB	8h12.2m	17°39'	5,72	6,07	0,80	F8V	G0V	41,10	39,10	79,3	59,56	1989,19
*Zeta Cnc ABxCc	8h12.2m	17°39'	5,05	6,20	6,00	F8V	G0V	40,00		81,5	1150,00	1960,00
10 Uma	9h0.7m	41°47'	4,18	6,52	0,5"-1993	F5V		61,5	60,86	53,0	21,80	1993,80
xi Uma	11h18.2m	31°32'	4,39	4,91	1,80	G0V	G0V	119,70	/	27,2	59,95	1995,04
iota Leo	11h23.9m	10°32'	4,11	6,86	1,70	F2IV	F5	42,60	41,30	76,5	186,00	1948,80
*Eta Vir	12h19.9m	-0°40'	4,03	6,21	Spettrosc.	A2V		13,78	13,06	236,6	13,10	1990,20
gamma Vir	12h41.7m	-1°27'	3,55	3,60	1,80	F0V	F0V	84,20	84,50	38,7	168,90	1836,40
Alfa Cen	14h39.6	-60°50'	0,24	1,49	14,10	G2V	K0V	747,10	742,10	4,4	79,85	1955,61
mu1-2 Boo	15h24.5m	37°23'	4,96	5,33	108,90	F0V	G1V	27,70	27,00	117,7	3,75	1991,39
mu2 Boo	15h24.5m	37°21'	7,13	7,73	2,30	G1V		27,50	26,80	118,5	257,00	1864,20
Beta Crb	15h27.8m	29°06'	3,89	5,90	0,1"-1945	F0		29,31	28,6	111,2	10,551	1990,98
70 Oph	18h05.5m	2°30'	4,33	6,18	3,80	K0V	K5V	195,70	196,60	16,7	88,34	1984,32
Chi Dra AxB	18h21.1m	72°45'	3,78	6,18	149,2"-1908	F8		124,37	124,11	26,2	0,768	1990,97
Delta Equ AxB	21h14.5m	10°01'	5,31	5,39	0,3"-1989	F7V	F7V	54,32	54,11	60,0	5,713	1992,85
Kappa Peg	21h44.6m	25°39'	4,97	5,01	0,2"-1989	F5IV		27,24	28,34	119,7	11,590	1990,81

Figura 3

dove **AR** = ascensione retta, **DE** = declinazione, **mag** = magnitudine; **sep''** = separazione in sec. d'arco, **Spec** = classe spettrale, **p''** = parallasse in sec. d'arco, **a.l.** = anni luce, **P** = periodo orbitale, **Epoca perias.** = epoca passaggio al periastro

*(Cc) binaria interferometrica

NOME	M2/M1	M1+M2 (1=Sol)	M1	M2	a''	a1''	a2''	px1000 Hippar.	a1 (u.a.)	a2 (u.a.)	e	Per''	Apo''	Per (u.a.)	Apo (u.a.)
Eta Vir	0,54	5,44	3,53	1,91	0,135	0,0473	0,0877	13,78	3,435	6,362	0,08	0,12	0,15	9,01	10,58
10 Uma	0,76	2,42	1,38	1,05	0,644	0,2781	0,3659	61,5	4,522	5,950	0,15	0,55	0,74	8,90	12,04
51 Tau	0,76	3,03	1,72	1,31	0,133	0,0574	0,0756	18,23	3,150	4,145	0,17	0,11	0,16	6,06	8,54
Eps Cet	0,85	2,60	1,41	1,19	0,107	0,0492	0,0578	40,59	1,211	1,425	0,23	0,08	0,13	2,03	3,24
mu1-2 Boo	/	3,70	/	/	0,102	/	/	27,70	/	/	0,28	0,07	0,13	2,65	4,71
Kappa Peg	1,76	4,90	1,78	3,12	0,237	0,1511	0,0859	27,24	5,548	3,152	0,31	0,16	0,31	6,00	11,40
Zeta Cnc AxB	/	2,80	/	/	0,862	/	/	41,10	/	/	0,32	0,59	1,14	14,26	27,68
46 Tau	0,95	2,25	1,15	1,10	0,134	0,0653	0,0687	27,41	2,382	2,507	0,33	0,09	0,18	3,28	6,50
xi Uma	/	2,62	/	/	2,530	/	/	119,70	/	/	0,41	1,49	3,57	12,47	29,80
Delta Equ AxB	0,94	2,35	1,21	1,14	0,231	0,1119	0,1191	54,32	2,061	2,192	0,44	0,13	0,33	2,38	6,12
Chi Dra AxB	0,72	1,70	0,99	0,71	0,124	0,0519	0,0721	124,37	0,417	0,580	0,45	0,07	0,18	0,55	1,45
70 Oph	/	1,61	/	/	4,560	/	/	195,70	/	/	0,50	2,28	6,84	11,65	34,95
Alfa Cen	/	2,05	/	/	17,600	/	/	747,10	/	/	0,52	8,45	26,75	11,31	35,81
iota Leo	/	2,73	/	/	1,910	/	/	42,60	/	/	0,53	0,90	2,92	21,07	68,60
Beta Crb	0,68	2,98	1,77	1,21	0,203	0,0822	0,1208	29,31	2,803	4,123	0,55	0,09	0,31	3,12	10,74
mu2 Boo	/	2,42	/	/	1,470	/	/	27,50	/	/	0,58	0,62	2,32	22,45	84,46
13 Cet	0,67	2,48	1,49	0,99	0,230	0,0923	0,1377	47,73	1,933	2,885	0,76	0,06	0,40	1,16	8,48
gamma Vir	/	2,90	/	/	3,680	/	/	84,20	/	/	0,89	0,40	6,96	4,81	82,60

M1 = (M1+M2)/(1+M2/M1) oppure M2 = (M1+M2)/(1+M1/M2); a1'' = a/(1+M1/M2) oppure a2'' = a/(1+M2/M1);
a1 (u.a.) = a1''/p''; a2 = a2''/p; Per'' = (a1+a2) x (1-e); Apo'' = (a1+a2) x (1+e); Per (u.a.) = per''/p''; Apo = Apo''/p'';

Figura 4

dove a'' = semidiametro angolare orbita sistema in sec. d'arco, e = eccentricità, Per'' = misura angolare del periastro in sec. d'arco, Apo'' = apoastro in sec. d'arco

Conclusione

Le studio delle stelle doppie è un argomento estremamente variegato e complesso che interessa numerose discipline scientifiche, nonostante, ad un approccio superficiale, possa sembrare circoscritto a poche nozioni.

Abbiamo cercato di rendere semplice e sintetica l'esposizione degli argomenti che purtroppo, per la portata del tema, risulta incompleta e superficiale.

Per coloro che fossero interessati ad approfondire questo argomento, ampliando anche le proprie conoscenze generali in campo astronomico segnaliamo, fra la numerosa letteratura esistente, i testi indicati nella bibliografia.

TABELLA STELLE DOPPIE O MULTIPLE

NOME	A.R.	DEC.	SEP. e A.P. 2000	PER. ORB. (anni)	MAG. APP. VIS. (mv)	B-V	MAG. ASS. VIS. (Mv)	TIPO SPETT.	TEMP colore °K	DIST pc-a.l.	LUM. (Sole=1)	Raggio (Sole=1)	MAS (S=1)
ALMACH Gamma And	2h3.9m	42°20'	A-B=9.8" A.P.=63° B-C=0.5" A.P.=105°		A=2.26 B=4.84 C=6.3	1.37 0.03	-2.8 0.5 (-0.4 per B9+A0)	K3IIb B9V A0V	4.500 / 10.000 9.500 /	/ 100s-326 /	1100 50 (120) 25	20? 2.6 2.4	4.5 3.2 2.9
41 THETA 1 Ori	5h35.3	-5°23'	A-B=8.8" AP 31° AC=12.8" A.P.=132 AD=21.5" A.P.=96°		A=6.73v B=7.96v3 C=5.13v? D=6.71	0.02 0.24 0.02 0.08	-5.0 -4.4 / -4.1	O7 BOV O6pe B0.5Vp		/ 1800s-5850? (1800a.l) / 850s-2800?			
CASTORE 66 Alfa Gem 3 doppie vis. e spettrosc. (tot. 6 stelle)	7h34.6	31°53m	A-B=3.8" AP 68 (3.2" AP 79°) A-C=70.9" A.P.=164°	420 (380- 511)	A=1.94v B=2.92 C=9.8(9.1) =YYGem	0.0 0.0	0.7 (1.2c) B=2.2c C=9,1	A=A1V B=A2V C=M1V	/ / 3800	45 a.l (15t- 49)	A=43 (27c) B=6 (10.8c) C=0.012(0.02c)	A=2 B=1.5 C=0.66 (0.76)	A=1. 6 / B=0. 62
ALGIEBA Gamma Leo	10h20m	19°51'	A-B=4.4" A.P.=125°	619	A=2.22 B=3.47 (2.61-3.5)	1.15 1.3	-0.1 1.2	K0III G7IIIcomp	4.750 5.000	27s-88 /	90 30	15? 15?	1.1 1

MIZAR	13h23.9	54°56'	A-B=14.4"		A=2.27v?	0.02	1.1(0.9)	A2V		18s-59 (88)	30(35)		
79 Zeta Uma			AP 152°		B=3.95	0.13	/ (0.9)	A1m			/ (35)		
ALCOR 80	13h25.2	54°19.3'	A-C=708.7"		C=4.01v?	0.16	1.8	A5V		28s-91	15(totale)		
Uma			A.P.=71°								2 stelle)		

NOME	A.R.	DEC.	SEP. e A.P. al 2000	PER. ORB. ANNI	MAG. APP. VIS. (mv)	B-V	MAG. ASS. VIS. (Mv)	TIPO SPETT.	TEMP colore °K	DIST pc-a.l.	LUM. (Sole=1)	RAG (S=1)	MAS S=1
4 Eps1 Lyr	18h44.3	39°40.2'	A-B=2.6" AP350°(357)	1165	A=5.1 B=6	0.16 0.1	1.9 (2.0) 2.8 (3.0)	A4V F1V	9.000 7.300	41s-134	15 (13) 6 (5)	2,1 1,4	2,3 1,4
5 Eps 2 Lyr	18h44.4	39°36.8'	A-B=2.3" A.P.=82 (94°)	585	A=5.23 B=5.47	0.2 0.1	2.4 (2.1) 2.6 (2.4)	A8Vn F05n	8.000 7.500	/ /	9 (12) 8 (9)	1,7 1,5	1,8 1,5
4-5 Eps1-2 Lyr			4-5=208" A.P.=173°										
ALBIREO Beta Cyg	19h30.7	27°58'	A-B=34.4" A.P.=54°		A=3.08 B=5.15	1.13 -0.14	-2.3 -0.2	K3II+B9.5 B8V	4.000 12.000	120s-391 120s-391	690 100	20? 3	4 4
27 DELTA Cep	22h29.2	58°25'	A-B=41" A.P.=141° A-C=20.4" A.P.=284°		A=3.48- 4.37v B=6.3 C=13?	0.4 -0.02	-4.6(-4)v -1.1 5.6	F5Ib-G1Ibvar A0 G0	6-5.000 10.000	500-1600 (1000a.l.)	5700(3300)v 230 0.5	25-30 5	4 4

Le colonne della tabella comprendono le seguenti voci:

Denominazione dell'astro, Ascensione retta (**A.R.**), Declinazione (**Dec**), la separazione angolare delle componenti espressa in secondi di arco (**SEP.**), l'Angolo di Posizione al 2000 (**A.P.**), il periodo orbitale in anni, la magnitudine apparente visuale, l'indice di colore (**B-V**), la magnitudine assoluta visuale, il tipo spettrale, la temperatura del colore in gradi Kelvin, la distanza in parsec-anni luce (**pc-a.l.**), la luminosità, il raggio e la massa riferite a quelle solari (**S=1**).

L'Angolo di posizione **A.P.** può assumere valori da 0° a 360° misurato da Nord in senso antiorario (Nord-est-Sud Ovest nella visione telescopica).

Nella misura delle distanze la **t** indica una misura di parallasse trigonometrica, la **s** il metodo spettroscopico.

Fra parentesi sono riportati valori differenti rispetto a quelli indicati da [Va93], [Mo98]. Alcuni dati sono tratti da [Hi-Si85].

Descrizione oggetti

Almach (Gamma And)

Doppia molto bella, con contrasto di colori arancio (K3) e azzurro (B9), inferiore solo ad Albireo. La separazione delle componenti è di 9.8". In 130 anni di osservazioni non è stato evidenziato nessun moto relativo. La distanza della secondaria di 330 a.l. è stata ottenuta spettroscopicamente. In caso di legame fisico la distanza delle due stelle è di 150 miliardi di km o 1000 u.a. (il diametro massimo del sistema solare è di 100 u.a.). La magnitudine assoluta visuale della primaria sarebbe allora -2.8 pari a 1100 volte la luminosità solare, la temperatura di 4200 °K, la massa 4.5 e il raggio 20 volte quello solare.

La secondaria ha magnitudine visuale assoluta di -0.4(0.5), 50 volte la luminosità del Sole, temperatura di 10.000 °K, massa 3.2 volte e raggio 2.6 volte quello solare. Inoltre è a sua volta tripla, con una compagna ottica ed una spettroscopica. La compagna ottica si trova a 0.5" (A.P. 105°), alla distanza media di 30 u.a. La sua magnitudine è 6.3, lo spettro A0, il periodo orbitale di 61 anni. La sua magnitudine assoluta è di 1.3, corrispondente a una luminosità 25 volte maggiore a quella del Sole, una temperatura di 9.500 °K, una massa 2.9 e un raggio 2.4 volte quello solare.

La compagna spettroscopica ha un periodo di rotazione di 2.67 g. ed è di classe spettrale B9.5.

Theta Ori

Il trapezio è composto da 4 stelle di sequenza principale di grande luminosità (tipi spettrali O e B), immerse nel cuore della nebulosa di Orione (distante 1600-1900 a.l. secondo le stime). Le componenti (nella visione telescopica nord-sud, est-ovest sono invertiti), iniziando da ovest verso est o da sinistra verso destra, sono la A, B, C, D. Le separazioni angolari sono di 8.8", 12.8", 21.5" rispettivamente per A-B, A-C e A-D.

La loro distanza dal Sole dovrebbe essere di circa 1800 a.l., i lati del trapezio risultano allora di 4800 u.a. (A-B), 7050 u.a. (A-C), 7300 u.a. (C-D, 13.3") e 10.600 u.a. (B-D, 19.2"). Le stelle del trapezio furono osservate per la prima volta da Huygens nel 1656, che nel 1684 individuò anche la quarta componente B (BM Ori) di ottava grandezza. A nord di A (in basso) è visibile la E una stellina di undicesima magnitudine scoperta da W. Struve nel 1826. A sud-est della C si trova la F di magnitudine 11.5 (scoperta da Herschel nel 1832), mentre a nord-ovest della A si trova la E, anch'essa intorno alla undicesima magnitudine. Con strumenti di almeno 40/50 cm di diametro sono visibili anche la G di mag. 16 e la H di mag. 15 che ha una compagna di mag. 16 ad 1.3". Le componenti A e B sono a loro volta binarie ad eclisse, infatti presentano variazioni di luminosità tipiche di questa categoria di variabili.

Castore Alfa Gem

Sistema sestuplo. Tre doppie fisiche a loro volta doppie spettroscopiche. Fu la prima stella doppia ad essere riconosciuta come tale. Il sistema **Castore A-B** ha una separazione angolare di 3.2", la distanza dal Sole è di 49 (45) a.l.. Secondo le stime il periodo orbitale intorno al comune baricentro è di 380-420-511 anni, con distanza max di 87 u.a. (420anni), semiasse di 110U.A (511 anni) eccentricità=0.33 (420 anni). Il massimo avvicinamento di 1.8" è avvenuto intorno al 1970. **Castore A** è doppia spettroscopica con periodo di 9.21g, separazione di 6.5 milioni di km, $e=0.499$. La massa totale del sistema è 3.2 volte quella solare; le due stelle che presentano stessa massa e luminosità, hanno un diametro 2 volte superiore a quello solare. **Castore B** è a sua volta doppia spettroscopica con periodo di 2.93g., separazione 4.5 milioni di km, $e=0.002$ (orbita circolare). Queste due stelle sono 6 volte più luminose del Sole ed hanno un diametro di 1.5 volte maggiore. **Castore C**, che si trova a 72.5" dalla coppia principale, fa parte del sistema di Castore A-B ed è una doppia spettroscopica e anche una variabile ad eclisse identificata come YY Gem. Le due stelle sono nane rosse di sequenza principale. La principale ha un raggio di 460.000 km, una massa 0.62 volte quella solare e temp. di 3800 °K; l'altra un raggio di 404.000 km, massa 0.57 volte quella solare e temperatura di 3740 °K. Ruotano intorno al baricentro del sistema in 19.5 ore, ad una distanza di

2.700.000 km fra i loro centri e quindi 1.800.000 km fra le loro superfici. Entrambe le stelle mostrano brillamenti superficiali. La loro luminosità è circa 80 volte inferiore a quella del Sole.

Algieba (Gamma Leo)

Doppia con componenti luminose di colore arancio e giallo-verde che non presentano un forte contrasto di colore. Il sistema fu scoperto da William Herschel nel 1782. La loro separazione è di 4.4" (A.P. 125°). La secondaria percorre un'orbita molto eccentrica in 619 anni. La loro distanza è di 90 a.l. La principale ha una temperatura superficiale di 4750 °K (G7III), magnitudine assoluta di -0.1, luminosità 90 volte quella solare, massa 1.1 volte e raggio 15 volte superiore. La secondaria ha una temperatura superficiale di 5000 K (K0III), magnitudine assoluta 1.2, luminosità 30 volte quella solare, massa uguale a quella solare e raggio 15 volte superiore. La loro distanza attuale è di 125 u.a. A due gradi dalla stella si trova il radiante delle Leonidi.

Mizar (Zeta Uma)

Mizar (Mizar A) è stata la prima stella doppia fisica ad essere scoperta (Riccioli 1650), la separazione angolare da Mizar B è di 14.4". La distanza del sistema dal Sole è di 59 a.l. (88 a.l.) e quella fra le due stelle è di almeno 380 u.a. (260 u.a.). Il loro tipo spettrale è A2, la seconda appartiene al gruppo ristretto delle stelle Am che presentano righe metalliche. Non è ancora stata determinata l'orbita relativa per la lentissima variazione dell'angolo di posizione (8 gradi in 200 anni). **Mizar A** è inoltre la prima doppia spettroscopica ad essere stata scoperta (Pickering 1889). La loro distanza è di 29 milioni di km, le orbite vengono percorse in 20.5386 giorni; la loro magnitudine assoluta è di 1.1 (0.9) e 0.9, 30 (35) e 35 volte la luminosità solare. **Mizar B** è addirittura una tripla spettroscopica. I periodi sono di 182.33g e 1350 g (Beardsley 1964). Alcor è pure doppia spettroscopica. Sembra che Alcor e Mizar abbiano un moto proprio comune in quanto facenti parte del Gruppo dell'Orsa Maggiore un ammasso stellare che comprende anche Alioth (epsilon, A0pCr), Megrez (delta Uma, 62 a.l., A3Vvar), Phekda (gamma Uma, 88 a.l., A0V) e Merak (beta Uma, 78 a.l., A1V) oltre ad altre 11 stelle. Se la loro distanza angolare di 11'48" non è ridotta da effetto prospettico, si ricava una distanza di 3 mesi luce. Il legame fisico della coppia non è stato però confermato da un moto relativo, inoltre le distanze di Mizar e Alcor ricavate spettroscopicamente sono rispettivamente di 59 a.l. e 90 a.l.. Se Alcor risulta fisicamente legata il sistema è composto da sette stelle.

4 Eps₁ e 5 Eps₂ Lir

Il sistema è composto da due stelle doppie **Eps₁** e **Eps₂**, di colore bianco (spettri A4, F1, A8, F0), con separazione di 208" e angolo di posizione A.P. 173°. La loro distanza angolare è un buon test per l'acutezza visiva. Il primo a scoprire la duplicità del sistema fu William Herschel nel 1779 che le definì come "una curiosa....stella....doppia-doppia...". La loro distanza dal Sole è di 135 a.l. La separazione delle 2 componenti della **Eps₁** (a nord, in basso nella visione telescopica) è di 2.6", A.P.357°. Le magnitudini assolute sono di 1.9 (2.0) e 2.8 (3.0), equivalenti a 15 (13) e 6 (5) volte la luminosità solare; le temperature sono di 9.000 °K e 7.300 °K, le masse di 2.3 e 1.4, i raggi di 2.1 e 1.4 volte quello solare. La separazione di **Eps₂** è 2.3", A.P.94°. Le magnitudini assolute sono di 2.4 (2.1) e 2.6 (2.4), equivalenti a 9 (12) e 8 (9) volte la luminosità solare; le temperature sono di 8.000 °K e 7.500 °K, le masse di 1.8 e 1.5, i raggi di 1.7 e 1.5 volte quello solare. La distanza del sistema eps₁ è di 114 u.a., il periodo orbitale di 1165 anni. La stella principale è anche binaria spettroscopica. Il sistema Eps₂ ha una separazione di 121 u.a. e periodo orbitale di 585 anni. Anche se eps₁ e eps₂ hanno lo stesso moto proprio nessun movimento relativo è stato messo in evidenza. La loro distanza dovrebbe essere di 0.2 anni luce.

Albireo (Beta Cyg)

Con le sue componenti di colore giallo-azzurro è forse la doppia più spettacolare del cielo. Non è stata accertata la natura fisica del sistema in quanto dal 1832 (F.G.W.Struve) ad oggi non è stato rilevato un moto orbitale. La loro distanza angolare è di 34.3" che, alla distanza di 390 a.l., corrisponde a 630 miliardi di km, cioè a 4200 u.a. Tale valore, prendendo come riferimento la distanza media di Plutone dal Sole (circa 40 u.a), corrisponde a 50 volte il diametro del nostro sistema solare. Le loro magnitudini assolute sono rispettivamente di -2.3 e -0.2 con luminosità di 680 e 100 volte quella solare. La temperatura superficiale è di 4000 °K (KII) per la primaria e di 12.000 °K (B8) per la secondaria. La loro massa singola è circa quattro volte quella solare; il raggio della primaria è 20 volte quello solare quello della secondaria 3 volte. La primaria è anche doppia spettroscopica con una compagna di tipo spettrale B9.5.

Delta Cep

Oltre che stella doppia rappresenta il prototipo di una classe di variabili pulsanti definite appunto cefeidi. Il contrasto di colori è blu-verde (A0)-giallo (F5Ib-G1Ib) anche se non evidente come in Albireo. La separazione del sistema è di 41" e l'angolo di posizione di 190 gradi. Non è assodata la fisicità della coppia, che ha lo stesso moto proprio, in quanto dalle prime osservazioni condotte nel 1835 da F.G.W Struve le stelle non hanno modificato la loro posizione relativa. In caso di legame gravitazionale la secondaria avrebbe $M - 1.1$, cioè risulterebbe 230 volte più luminosa del Sole, una temperatura di 10.000 °K, una massa quattro volte, e un raggio cinque volte quello solare. Nel 1878 S.W. Burnham osservò una stellina di tredicesima grandezza (classe spettrale G0) a 20" dalla principale, di magnitudine assoluta 5.6 e luminosità 0.5 volte quella solare. Anche per questa terza stella non è stato riscontrato alcun legame fisico. La magnitudine media assoluta della principale è di circa -4.6 (-4), con una luminosità media di circa 5700 (3300) quella solare ed una distanza di 1600 a.l. (1000 a.l.); il suo diametro che probabilmente varia del 6% durante le pulsazioni è compreso fra 25-30 volte quello solare.

La variabilità di delta Cephei (periodo di 5.366g) fu scoperta dall'astronomo Y.J. Goodricke nel 1784, che morì a soli 21 anni per una polmonite probabilmente causata dalle innumerevoli notti di osservazione trascorse all'addiaccio.

Nel 1908 Miss H. Leavitt, studiando le cefeidi delle Nubi di magellano, trovò un'importantissima relazione: la loro luminosità intrinseca cresceva con il crescere del logaritmo del periodo della variazione luminosa (**relazione periodo - luminosità**). Questa relazione (prevista dai modelli teorici e in ottimo accordo con le osservazioni), perfezionata più volte in seguito, ha consentito di utilizzare le cefeidi, che sono stelle giganti di elevata luminosità, come indicatori di distanza all'interno della nostra galassia e in quelle del sistema locale. Queste stelle, una volta lasciata la sequenza principale, si spostano verso destra nel diagramma H-R verso la regione delle giganti e supergiganti attraversando una zona di instabilità dove possono manifestarsi fenomeni di pulsazione. La pulsazione, che può avvenire solo in una certa zona del diagramma, è regolata e mantenuta solo da un ristretto intervallo di valori della temperatura e della massa. La pulsazione cessa dopo il transito nella zona di instabilità. Il motivo per cui si innesca la pulsazione è sconosciuto, il meccanismo della pulsazione viene spiegato con vari modelli.

Una instabilità conseguenza della fase evolutiva in cui si trova la stella porta alla compressione di alcuni strati abbastanza superficiali dove sono presenti atomi di elio parzialmente ionizzati. Durante la compressione l'energia gravitazionale viene spesa per ionizzare completamente gli atomi (la seconda ionizzazione dell'elio avviene a 42.000 °K) e come conseguenza non si verificano aumenti rilevanti di temperatura nello strato (per consentire le oscillazioni lo strato di elio deve trovarsi ad una determinata profondità). Aumentano così la densità e pressione del gas ma non la sua temperatura. L'opacità dei gas è proporzionale alla densità e inversamente proporzionale ad una potenza della temperatura secondo la relazione $k = \rho^a / T^b$, dove $a = 1$, $b = 3.5$, k è l'opacità, ρ la densità e T la temperatura. Questa relazione sta ad indicare che l'opacità del gas diminuisce molto più velocemente al crescere della temperatura che non al crescere della densità. Quindi alla massima compressione del gas che in genere corrisponde alla

massima temperatura l'opacità è minima. Nel nostro caso per il mancato aumento della temperatura l'opacità del gas è massima.

Con la contrazione della stella aumentano quindi la densità e l'opacità che impedisce alla pressione esercitata dalla radiazione di fluire attraverso lo strato compensando la contrazione gravitazionale. La contrazione continua fino a che la pressione del gas prende il sopravvento iniziando un ciclo di espansione. Con l'espansione il gas si raffredda favorendo la ricombinazione di ioni ed elettroni con liberazione di ulteriore energia a favore dell'espansione in corso. Gli strati stellari interessati continuano la loro espansione fino al superamento del raggio di equilibrio, dove la pressione del gas e la forza gravitazionale si compensano. Questo ulteriore raffreddamento del gas dà inizio ad una nuova contrazione e quindi a nuove pulsazioni cicliche.

In definitiva esiste un meccanismo che permette di accumulare energia gravitazionale durante la contrazione e quindi di liberarla successivamente durante la fase di espansione, incrementandone l'effetto. Un meccanismo di questo tipo riesce a mantenere le pulsazioni per tempi lunghi dell'ordine del milione di anni. Il periodo è in relazione con la densità della stella secondo la relazione $P \propto (\rho_1/\rho_2)^{1/2} = Q$ dove P è il periodo in giorni, ρ_1 è la densità media della stella, ρ_2 quella solare e Q un valore variabile tra 0.03 giorni e 0.08 giorni che dipende dalla struttura interna della stella e soprattutto dalla concentrazione della massa centrale. Da questa relazione si ricava che le stelle piccole e compatte hanno periodi più brevi rispetto a stelle grandi e rarefatte.

TABELLA AMMASSI APERTI

NOME	NGC 869	NGC 884	M45 Pleiadi	Iadi	M38 NGC 1912	M36 NGC 1960	M37 NGC 2099	NGC 2158	M35 NGC 2168	M47	M46 NGC 2437	M44 Presepe NGC 2632	M67 NGC 2682	M11 NGC 6705
A.R	2h19m	2h22.4	3h47	4h30	5h28.7	5h36.1	5h52.4	6h07.5	6h8.9	7h36.6	7h41.8	8h40.1	8h50.4	18h51.1
DEC	57°09'	57°07'	24°7'	16°	+35°50'	34°08'	+32°33'	24°06'	24°20'	-14°30'	-14°49'	19°59'	11°49'	-6°16'
COST	Per	Per	Tau		Aur	Aur	Aur	Gem	Gem	Pup	Pup	Cnc	Cnc	Sct
MAG. VIS.INT.	4.3	4.4	1,2	1	6.4	6.0	5.6	8.6	5.1	4.4	6.1	3,1	6.9	5.8
MAG. STELLA PIU' LUM.	6.55	8.05	2.87		9.53 (7.9)	8.86	9.21	12.4	8.18 (7.5)	5.68	8.68	6.3	9.69	8.0
MAG. ASSOL. (M)			-4.3				-3.7							-5.2
SPETTRO	B0	B0	B5	A-K	B4	B2	B9	F0	B3	B3	B9	A0	B8	B8
Tr Type	I3r	I3r	I3rn		III2m	II3m	II1r	II3r	III2m	III2m	III2m	II2m	II2m	I2r
NUMERO STELLE	200 (400)	150 (>300)	100 (300-500)	300	100	60	150 (>500)	>250	200	30(45)	100 (500)	200	>200 (300-500)	900(mag. 16.5)
MASSA (Sole=1)	5.000 (3.900)	5.000 (3.300)												2.900
ETA'(mil. Anni)	5.6	3.2	78 (150)	660	220	25	300	3.200	110	78	300	660	3.200	220
DISTANZA a.l..	7.200	7.500	410 (713)	150	4.200	4.140	5190-4.500	24.000(1 6.000)	3.780(2.85 0)	1.920-1.560 (1.600)	3.260 (5.400)	519	2.210-2.600	5.550-6.500
DISTANZA PIANO GALATTICO													>1.200	
DISTANZA DAL CENTRO GALAT.														
DIAMETRO a.l.	70	70	30 (10 le princip.)	8	25	16-23 (14)	25		30	17 (12)	30	40, 13 zona centr.	12	18 (21)
DIAMETRO primi	30	30	120x100	5,5°	18x18 (21)	20x18 (12)	35x35	5	30x30 (28)	30x24	28x20 (27)	95x95	20x12	14 x 14
LUMINOSITA' TOTALE (Sole=1)	200.000	200.000	4400			5.000	2.500		2.500					10.000

Mag Vis. Int = magnitudine visuale integrata; **Tr Type: I**= forte concentrazione centrale (c.c.), **II** = bassa c.c., **III** = nessuna c.c.; **1** = piccolo range di luminosità (r.l.), **2** = moderato r.l., **3** = largo r.l.; **p** (poor) = meno di 50 stelle, **m** (moderately) = 50-100 stelle, **r** (rich) >100 stelle; **n** = nebulosità associata con l'ammasso.

I valori tra parentesi indicano generalmente valori discordanti rispetto a quelli indicati nella fonte principale [Vari85].

Descrizione oggetti

NGC 869 e 884

(h e chi persei)

Superbi nell'osservazione telescopica a bassi ingrandimenti e a grande campo. NGC 869 contiene circa 400 stelle entro la mag 12, contro le circa 300 di NGC 884. I tipi spettrali sono O, B, A, utilizzati per calcolare le distanze degli ammassi con il metodo delle parallassi spettroscopiche. Le 10 stelle più brillanti (spettri B1-A2) hanno mag. estese da 6.38 a 8.53, M da -4.9 a -7.3 (luminosità 7.500-70.000 volte quella solare). Sono state rilevate anche una ventina di supergiganti rosse di classe spettrale M0-M5, mag. 7.9-9.2. Tre sono ben visibili in NGC 884 e altre 6 nella periferia e fra gli ammassi. La loro M è -5 e la luminosità media è circa 15.000 (8.500) volte quella solare. La più luminosa ha M -5.7 (maggiore di Antares e Betelgeuse). Questi ammassi sono legati fisicamente, cioè interagiscono gravitazionalmente, molto probabilmente a causa della loro recente formazione. Si può supporre che siano nati dalla stessa nube di gas che, durante il processo di formazione stellare si è spezzata in due grosse parti. Tra circa 100 milioni di anni la forza perturbatrice della galassia li allontanerà per sempre l'uno dall'altro. Pur essendo molto giovani (infatti in questi ammassi sono presenti molte supergiganti azzurre), contengono poco gas a causa della loro posizione spaziale che si trova a 500 anni luce a sud del piano galattico e sul bordo esterno di un braccio di spirale.

M45

(Pleiadi)

Questo ammasso è il più spettacolare in assoluto quando l'osservazione viene effettuata con binocoli e telescopi utilizzati a bassi ingrandimenti e campi visuali di 1°-1.5°. Le nove stelle più brillanti sono giganti bianco-azzurre di tipo spettrale B9-B6, con temperature di 12.000-20.000 °K, luminosità 100-1.000 volte quella solare, masse 4-8 e diametri 2-4 maggiori. Mentre Alcyone (eta Tauri) è 1000 volte più luminosa del Sole, le componenti più deboli hanno uno splendore pari ad un 1/100. Esistono numerose stelle che presentano guizzi in luminosità (flare) di brevissima durata, con spettri dK2-dM4 (d = dwarf = nane, stelle ad alta pressione), mag. comprese fra 13-17 e variazioni di luminosità fino a 4 mag. Quest'ultima caratteristica può significare che queste stelle si trovano ancora nella fase T Tauri. La giovane età dell'ammasso è testimoniata dalla presenza, anche se tenue, di gas (idrogeno ed elio) e polvere che ancora avvolge le stelle blu, immerse all'interno di nubi gassose visibili per riflessione. Poiché le stelle posseggono un campo magnetico, le particelle di polvere, presenti nel mezzo interstellare, tendono a disporsi lungo le linee di forza dello stesso, originando così le ben evidenti strutture a strisce visibili in fotografia. NGC 1435 è la nebulosità più marcata del gruppo, associata a Merope (Flamsteed n.23, a nord-est di η), con un diametro lineare di 3 a.l. e dimensioni apparenti di 30'x 30'.

Iadi

Considerata la sua estensione angolare e la luminosità delle componenti principali, l'osservazione deve essere effettuata con un binocolo a bassi ingrandimenti. Ammasso aperto più vicino a noi dopo quello dell'Orsa Maggiore. Le 4 stelle che compongono la V sono giganti gialle di spettro G9-K0. La θ₂, che costituisce un sistema binario con la θ₁, è una gigante bianca di classe A7, 50 volte più luminosa del Sole. Non sono state osservate giganti azzurre, sono presenti nane bianche.

M38

Con un telescopio di 20 cm sono visibili circa una dozzina di astri, che non aumentano sensibilmente con strumenti di maggiori dimensioni. E' composto da circa 100 stelle. Quelle con spettri B4-B5 hanno

generalmente M. -1.5. La stella più brillante è una gigante gialla di tipo G0, mag. 7.9, M -2.6 (900 volte più luminosa del Sole). Presso M38 c'è un altro ammasso aperto, NGC 1907, composto da circa 30 stelle racchiuse in 4.5' x 4' (la più brillante è di mag. 11.3). La sua distanza è compresa fra 4.500 e 15.600 a.l. e l'età è intorno ai 440 milioni di anni.

M36

Con un telescopio da 10 cm si possono osservare decine di astri, mentre con un 30 cm sono visibili praticamente tutti i componenti dell'ammasso. Contiene circa 60 stelle di mag. 9-14. Le 15 più luminose (sia di sequenza principale che giganti e subgiganti) sono di tipo spettrale B2-B8 e M media -1.6, equivalente a 370 volte la luminosità solare. La luminosità complessiva dell'ammasso è equivalente a 5000 volte quella solare.

M37

E' il più spettacolare dell'Auriga. Un telescopio da 10 cm inizia già a rivelare decine di componenti che, con un 20 cm, superano il centinaio. E' composto da 150 stelle (di cui molte di sequenza principale) più luminose della mag. 12.5, con spettri B9-A. Sono presenti una dozzina di giganti rosse. La più luminosa, di mag. 9.5 (9.2), è visibile verso il centro dell'ammasso.

M35 e NGC 2158

Ammasso aperto superbo nell'osservazione telescopica utilizzando aperture di almeno 15-20 cm. 120 stelle di M35 sono più brillanti della mag. 13. Le componenti dell'ammasso sono di sequenza principale con spettri da B3-G0 e giganti gialle e arancio degli ultimi tipi G e dei primi K. La più luminosa è una B3 di sequenza principale, di mag. 8.2 (7.5) e M -1.7 (400 volte più luminosa del Sole). La gigante rossa più luminosa, tipo K0, ha una mag. 8.6 e una luminosità 150 volte quella solare. Presso M35 si trova NGC 2158, un debole ammasso aperto perché distante 24.000 a.l. L'età stimata è di 3 miliardi di anni. Le sue stelle più luminose, che appartengono alla classe delle giganti rosse, sono di mag. -2.5. In un telescopio di 30 cm non sono visibili più di 15 componenti. Il numero complessivo di stelle lo colloca in una classe intermedia fra gli aperti e i globulari.

M47

Ammasso molto più sparso di M46. Al binocolo si possono osservare una decina di componenti. Gli spettri stellari sono classificabili come B-A. La stella più brillante, di mag. 5.7, è una gigante B2. Sono visibili due stelle rosse classificate di tipo K che, se appartenenti all'ammasso, avrebbero una luminosità 200 volte maggiore a quella solare.

M46

La sua osservazione è molto suggestiva utilizzando strumenti di almeno 25-30 cm, che consentono praticamente di vedere la maggioranza delle sue componenti. Composto da 100/200 stelle (500 per alcuni autori), di classe spettrale A, contenute prevalentemente entro la mg 10-13; le più luminose sono giganti blu di tipo A0 e con luminosità 100 volte quella solare. A 7' dal centro è visibile la nebulosa planetaria NGC 2438 (estesa 1 a.l.), di mag fotografica (B) 10.1. Le sue dimensioni sono maggiori di 1' e la stella centrale è di mag B 17.7 (16 visuale). La distanza viene stimata in 2900 a.l.

M44

Splendido ammasso per le osservazioni con binocoli o telescopi utilizzati a bassi ingrandimenti e campi visuali di almeno 1-1.5°. Le quasi 200 stelle che lo compongono hanno mag. comprese fra 6.3-17. La

maggior parte delle componenti appartiene alla media sequenza principale, fra A2-K6. Le 15 stelle più luminose hanno mag. 6.3-7.5. Epsilon Cancri, di tipo spettr. A6, è l'astro più brillante, 70/100 volte più luminoso del Sole. Sono presenti almeno 4 giganti arancioni (più luminose della mag. 7) e 5 nane bianche.

M67

Con strumenti di almeno 20 cm si possono osservare diverse decine di stelle, che arrivano a 100 con aperture di 30-40 cm. Si trova nel Cancro insieme a M44 e conta 300-500 stelle. Le sue componenti sono rosse e poco luminose. Ha infatti un diagramma H-R simile ad un globulare (paragonabile a quello di NGC 188 del Cefeo) e un'età di 3-5 miliardi di anni. Undici stelle sono di tipo spettrale K. Le altre sono per la maggior parte comprese fra le classi K-B8/B9. Dista dal piano galattico più di 1200 a.l..

M11

Se osservato con aperture superiori a 20 cm è un oggetto molto suggestivo. E' tra i più concentrati ammassi aperti conosciuti e per questo, morfologicamente parlando, può essere classificato come un raro sistema intermedio tra gli ammassi aperti e quelli globulari. Sono visibili 600 stelle fino alla mag. 14.8, 900 fino alla 16.5. La maggioranza delle stelle è di sequenza principale di tipo spettrale A-F. Sono presenti diverse giganti gialle e rosse. Le numerose stelle di undicesima magnitudine hanno una luminosità 100 volte superiore a quella solare.

TABELLA AMMASSI GLOBULARI

<u>NOME</u>	M2 NGC 7089	M3 NGC5272	M4 NGC 6121	M5 NGC 5904	M13 NGC 6205	M15 NGC 7078	M92 NGC6341	47 TUC NGC 104
A.R.	21h33.5m	13h42.2m	16h23.6m	15h18.6m	16h41.7m	21h30m	17h17.1m	0h24.1m
DEC	-0°49'	28°23'	-26°32'	2°5'	36°28'	12°10'	+43°08'	-72°05'
COSTELLAZ.	Aqr	CVn	Sco	SerCp	Her	Peg	Her	47 Tuc
DIST. SOLE (a.l.)	39.000 (37.000)	34.000	6.800	25.000	23.000	31.500	25.000	15.000
DIST. CENTRO GALASSIA (a.l.)	35.500	41.000	22.000	21.500	29.000	34.000	32.000	
DIAMETRO (a.l.)	113 (140)	235 (150)	53	128 (420?)	111-115 (155) (360?)	118 (110)	74 (85)	
DIAMETRO primi	12.9	16.2	26.3	17.4	16.6 (23')	12.3	11.2	30.9
MAG. V.INTEG.	6.5	6.35	5.9	5.75	5.86	6.35	6.52	4.03
MAG. STELLE PIU' BRILL.	13.2	11.5 (12.5)	10	11 (12.5)	11	13	12	
MAG. ASS. V. (Mv) (Sole 4.83)	-8.95	-8.65	-6.8	-8.76	-8.49	-8.91	-7.98	-9.43
LUMINOSITA' TOTALE (Sole=1), c=calcolata	500.000 (315.000) (c325.000)	160.000 (240.000) (c246.000)	30.000	250.000 (265.000) (c273.000)	300.000 (209.000) (c213.000)	200.000 (300.000) (c314.000)	170.000 (130.000) (c133.000)	
SPETTRO	F3	F6 (F7)	F6.9	F6 (F5)	F5	F3	F2	G3
INDICE DI METALLICITA'(Fe/H, Sole=0)	-1.62 (1/42)	-1.66 (1/46)	-1,33	-1.4 (1/25)	-1.65 (1/45)	-2.15 (1/141)	-2.24 (1/174)	-0.71 (1/5)
NUMERO STELLE	100.000	1.000.000 (500.000)	50.000	/	>1.000.000			
MASSA (Sole=1)		300.000 (140.000)	65.000	500.000	500.000	200.000	392.000	
ETA'(mil. Anni)		~13 (10)		~13	~13 (10)	~15 (14-16)	~15	
CLASSE (1-12)	2	6	9	5	5	4	4	3

Mag Vis. Int = magnitudine visuale integrata; **Classe (1-12)**: la concentrazione centrale diminuisce con l'aumentare del numero;

Indice di metallicità: Valore ricavato dal \log_{10} del rapporto ferro/idrogeno, utilizzando il Sole come riferimento zero. Un valore negativo indica un rapporto inferiore rispetto a quello solare (-1 = 0.1, -2 = 0.01). Fra parentesi viene indicato in frazione il rapporto Fe/H rispetto a quello solare. In astrofisica vengono denominati metalli gli elementi più pesanti dell'He.

I valori tra parentesi (ad esclusione dell'indice di metallicità) indicano generalmente valori discordanti rispetto a quelli indicati dalla fonte principale [Vari 85].

Descrizione oggetti

M2

Per iniziare a distinguere qualche stella questo oggetto deve essere osservato con strumenti superiori a 20 cm. Solo con aperture di 40-50 cm e seeing favorevole è possibile risolvere le stelle dell'alone.

Classe di condensazione alta (II), il 37% della luminosità totale è concentrata in 1' d'arco. Scoperte 17 RR Lyrae (5RRc e 12RRab), 3 cefeidi con periodi fra 15.5g e 19.3g e magnitudine 13 al massimo, presente inoltre una RV Tauri (variabile da 12.5-14 in 67.1 g) sul confine nord-est dell'ammasso.

M3

Per iniziare a risolvere alcune stelle di questo ammasso sono necessari strumenti con aperture superiori a 20 cm di diametro. Le stelle più brillanti arrivano alla 12,5. Sono presenti quasi 200 variabili fra cui la maggior parte RR Lyrae e in misura minore cefeidi. Le stelle più luminose hanno magnitudine assoluta -3 e le più deboli hanno luminosità fino a 100 volte inferiore a quella solare. Le stelle più deboli della mag. 19 si trovano sulla sequenza principale, il ramo orizzontale (**HB**, vedere voce di glossario "Diagramma H-R") si sviluppa intorno alla mag 15.5. 45.000 stelle sono più luminose della mag. 22.5.

M4

Un telescopio con 10 cm di apertura consente già la risoluzione di alcune componenti, che diventano qualche centinaio con un 20 cm. E' l'ammasso globulare più vicino al Sole. Appartiene alla costellazione dello Scorpione e si trova a soli 2° ad ovest della splendente Antares (alfa dello Scorpione). Quest'oggetto, che contiene circa 50.000 stelle e non è molto concentrato (classe di condensazione 9 di Shapley), si trova a 16° dal piano galattico. La sua luce è arrossata di 0.8 mag. per la presenza di nubi oscure interposte, fra cui quella di rho Ophiuchi. Se non fosse per quest'ultima esso sarebbe l'ammasso globulare più luminoso dell'emisfero nord. Ad oggi sono state scoperte 44 variabili, di cui 41 RR Lyrae.

M5

Con strumenti di 10 cm è possibile distinguere la granulosità dell'ammasso. Con diametri superiori a 20 cm e condizioni di seeing favorevoli è possibile risolvere diverse decine di stelle. Ammasso fra i più vecchi in assoluto. La sua classe di condensazione (V) non è molto alta. Le stelle più brillanti, che arrivano alla Mv -3/-3.5 (mag. assoluta visuale), hanno una luminosità pari a 2000 volte quella del Sole. Presenti più di cento variabili RR Lyrae con periodi di 12h e magnitudine intorno alla quindicesima.

M13

E' l'ammasso globulare più spettacolare del cielo boreale. La sua osservazione comincia ad essere piacevole con strumenti di almeno 15-20 cm di diametro, in grado di risolvere diverse decine di stelle. Con strumenti di maggiori dimensioni (30-50 cm) sono visibili alcune centinaia di stelle e la visione, che diventa quasi tridimensionale, è spettacolare.

Si colloca a circa 35° dal piano galattico. La densità media è di 1-1.4 stelle per ogni a.l. cubico. Quella centrale di 1.000 - 10.000 stelle per parsec cubico (circa 30-300 stelle per a.l. cubico). Il cielo di un pianeta nel nucleo dell'ammasso apparirebbe illuminato da luce bianca con una luminosità simile a quella del cielo terrestre pochi minuti prima del sorgere del Sole. Le stelle con mag. apparente minore della 18.5 sono ancora di sequenza principale. Il punto di **Turn-off** (vedere voci di glossario "Diagramma H-R" e "Nebulose Planetaria...") si trova alla Mv 4.1. Da lastre fotografiche ricavate a Mount Wilson sono state contate circa 30.000 stelle fino alla mag. 21, ma probabilmente il numero complessivo arriva al milione. Le stelle più luminose sono giganti rosse di mag. 11 con luminosità 1500 volte superiore a quella solare. Non

ci sono giganti azzurre. Si conoscono con certezza solo 4 RR Lyrae di mv. 14.5-15, tre cefeidi a lungo periodo e alcune stelle rosse tipo Mira Ceti. Il periodo di rotazione galattica è stimato intorno ai 200 milioni di anni. A 30' NE è osservabile NGC 6207, una galassia di mv. 11.6.

M15

E' un oggetto di difficile risoluzione, infatti per iniziare a distinguere le prime stelle sono necessari strumenti di almeno 20 cm. Con strumenti di 40-50 cm, che risolvono le sue componenti fino al centro, diventa un oggetto spettacolare.

si conoscono circa 112 variabili di cui 68 con periodo noto (64 RR Lyrae). E' stata individuata una nebulosa planetaria di mag. 13.8 e diametro di 3'', denominata PK 65-27.1. La temperatura della stella centrale (K648), mille volte più luminosa del Sole, è di 33.000 °K. Il numero di pulsar scoperte, inizialmente 8, è stato incrementato dal telescopio spaziale Hubble che ha individuato anche 10 blue stragglers (vagabonde blu).

M92

E' un ammasso trascurato per la vicinanza di M13. Risulta completamente risolto con un 20-25 cm e diventa spettacolare se osservato con strumenti di 40 cm.

Si conoscono 16 variabili di cui 14 RR Lyrae e una binaria ad eclisse tipo W Uma. La sequenza principale ha il punto di **Turn-off** a M +4.

TABELLA NEBULOSE

NOME	M1 NGC 1952	NOME	M57 NGC 6720	M27 NGC 6853	NOME	M42 NGC 1976	M20 NGC 6514	M8 NGC 6523
A.R	5h34.5m	A.R	18h53.6m	19h59.6m	AR	5h35.4m	18h02.6m	18h3.8m
DEC	+22°01'	DEC	+33°02'	22°43'	DEC	-5°27'	-23°02'	-24°23'
COST	Tau	COST	Lyr	Vul	COST	Ori	Sgr	Sgr
LUMIN.		MAG. FOTOG.	9.7	7.6	TIPO	emiss+rifless	emis.+rifles.	emiss
MAG. STELLA ECCITAT.	16 v (16.5) PSR 0531+21	MAG. STELLA CENTRALE (mag)	14.8	13,9	MAG.	1-5	1-5	1-5
TEMP. STELLA °K		MAG. ASSOL. (M)	+6.0	+6.2	STELLA ECCITA T. MAG. SPETTR O	θ Ori 2.9 O9III	HD 164492 7.63 O5e	NGC6530 amm.aper 4.6 O5
DIST. SOLE (a.l.)	6.300 (4000)	TEMP. STELLA °K	100.000 (70.000)	85.000	DIST. (a.l.)	1.750	5.200(6.600)	5.150
DIAM. (a.l.)	11	LUMIN. (SOLE=1)	0.4	0.25	DIAM. (a.l.)	30	40 (50)	130x60
DIM.(primi)	6 x 4	SPETTRO STELLA	continuo	O7	DIM. (primi)	66'x60'	29x27	90x40
MASSA	<1 (filamenti)	LUM. NTRINS. ANELLO (Sole=1)	50		MASSA (Sole=1)	10.000		
VEL. ESPANS. (km/s)		DISTANZA a.l.	2000 (1300-1500)	1000				
DATA ESPLOS.	1.054	DIM. in sec	70x150 (80x60)	350x910				
		DIM. a.l.	0.5	2,5				
		TIPO*	4+3					
		VEL. ESPANS. (km/s)	30 (19 radiale)	30				
		DATA IPOTETICA ESPLOS. (anni)	20.000 (4000)	48.000				

*3=Disco irregolare; 4=Struttura anulare

Descrizione oggetti

M1

(Neb. del Granchio)

Questa nebulosa, chiamata anche “Nebulosa del Granchio” o “Crab Nebula” per la sua forma caratteristica, visibile in fotografia, è un oggetto non particolarmente esaltante nell’osservazione telescopica, ma importantissimo per la sua natura. E’ il residuo di un’esplosione di supernova, osservata nel 1054 dagli astronomi cinesi. Al suo interno si trova la pulsar PSR 0531+21 (i primi 4 numeri rappresentano l’ascensione retta in ore e minuti), scoperta nel 1968, che ruota con un periodo di 0,033 sec (fino al 1995 ne furono scoperte circa 700). Per evitare la disgregazione della stella sotto l’azione della forza centrifuga è necessaria una densità pari a 100 miliardi di volte quella dell’acqua. La nebulosa è costituita da numerosi filamenti gassosi all’interno di una nube di plasma ionizzato immersa nel campo magnetico generato dalla pulsar. La luminosità di questo plasma è dovuta all’irraggiamento elettromagnetico tipico degli elettroni che si muovono di moto accelerato all’interno di un campo magnetico (meccanismo fisico chiamato radiazione di sincrotrone). Dalle osservazioni X risulta confermata la presenza di una struttura toroidale che circonda la pulsar e due getti contrapposti che fuoriescono da essa lungo l’asse di rotazione. Osservando a frequenze X e gamma questa stella di neutroni rappresenta una delle sorgenti più luminose del cielo. In ottico la sua luminosità scende alla mag. 16-16.5, ma rimane sempre la pulsar più luminosa osservata. M1 è la più giovane e potente pulsar conosciuta.

M57

(Neb. anulare della Lyra)

E’ la planetaria più luminosa e anche più osservata. La sua forma anulare è già intuibile con un telescopio da 10 cm. La visione dell’anello e di alcune sue irregolarità migliora notevolmente con telescopi di 30-40 cm, con i quali però rimane di difficile visibilità la stellina centrale, la cui magnitudine apparente è circa 15. L’astro centrale è una nana azzurra, la cui temperatura superficiale raggiunge 100.000 °K. Tra i bordi e il centro esiste una differenza di luminosità di 1:20, probabilmente dovuta ad effetto prospettico e simmetria sferica. La distanza è controversa 2000 (1300-1500) a.l. La formazione della nebulosa risale a circa 4.000 anni fa; l’espulsione dell’involucro a circa 20.000 anni fa. Nelle fotografie a colori si può notare che verso il centro domina il colore verde - azzurro, mentre all’esterno il rosso. Il motivo di tale colorazione va ricercata nell’eccitazione dei differenti atomi costituenti il guscio di gas in espansione. Vicino alla stella centrale il colore è determinato dall’emissione di radiazione dovuta all’HeII (blu a 4686Å, He una volta ionizzato) e OIII (verde a 5007 Å, O due volte ionizzato), mentre nelle parti più esterne è dovuto alla riga H-alfa dell’idrogeno (rosso a 6563 Å) e all’NII (rosso a 6583 Å, N una volta ionizzato). Ciò è dovuto al fatto che la radiazione energetica proveniente dalla stella viene progressivamente assorbita dagli atomi della nebulosa. Nelle zone interne vengono assorbiti quei fotoni energetici capaci di strappare due elettroni all’atomo di ossigeno mentre nelle zone più esterne sopravvivono solo fotoni meno energetici che riescono a strappare un solo elettrone dall’atomo di azoto e a ionizzare l’idrogeno.

M27

(Neb. Dumb-Bell o Manubrio)

Con un telescopio da 10 cm si intuiscono due zone luminose, che diventano più distinte in un 20 cm assumendo una forma complessiva a clessidra/manubrio. Fu scoperta da Messier nel 1764. Viene solitamente chiamata "Dumb-Bell" (manubrio) per il caratteristico aspetto che assume all’osservazione visuale. E’ stata misurata un’espansione pari a 25 km/s, corrispondente ad 1 secondo d’arco per secolo. Da questi dati si stima che la nascita della nebulosa risalga a circa 48.000 anni fa, oltre due volte l’età

media di una nebulosa planetaria (presupponendo che il gas in espansione non sia stato ostacolato da nubi di materia interstellare). Al centro della nebulosa vi è la stella progenitrice, di magnitudine apparente 14, attenuata dalla luminosità dell'involucro gassoso. Molto probabilmente la stellina in questione è una binaria con una compagna gialla, di magnitudine apparente 17 e separazione fra le componenti di circa 6.5".

M42

(Neb. di Orione)

È la più bella nebulosa ad emissione e a riflessione visibile nel cielo boreale. È un oggetto che con cielo limpido diventa affascinante anche con diametri di soli 10 cm. Aumentando il diametro dai 20 ai 40 cm cresce progressivamente la visibilità dei delicati chiaroscuri delle sue strutture gassose e la visione d'insieme è veramente spettacolare. La nebulosità ha un colore generale verde-tenue, che diventa bianco azzurro nella zona del trapezio. Le regioni visibili per riflessione sono costituite da idrogeno neutro (HI, il gas rappresenta il 99% della massa delle nubi) e polveri (che operano una efficace diffusione, diffondendo maggiormente la radiazione blu rispetto a quella rossa). L'HI è rilevabile soltanto tramite osservazioni radio alla lunghezza d'onda di 21 cm. Le regioni ad emissione sono costituite da idrogeno ionizzato (HII) dall'emissione ultravioletta (fotoionizzazione che avviene a lunghezze d'onda inferiori a 912Å) di stelle ad elevata temperatura. Gli elettroni e i protoni in cui vengono scomposti gli atomi di idrogeno, ricombinandosi rispettivamente con altri nuclei o elettroni emettono fotoni che rendono luminoso il gas (fenomeno della fluorescenza). La luce verde-azzurra visibile nelle osservazioni al telescopio è dovuta alla particolare sensibilità dell'occhio alla radiazione emessa da una coppia di righe in emissione dell'ossigeno doppiamente ionizzato (OIII, 495.9 e 500.7 nm). La riga H-alfa in emissione dell'idrogeno è quella che conferisce alle nebulose il loro caratteristico colore rosso visibile in fotografia.

Le stelle eccitatrici (tipo O-B, 40.000-30.000 °K) sono state individuate nell'ammasso aperto di cui fa parte il Trapezio, composto da 4 stelle di sequenza principale di grande luminosità, immerse nel cuore della nebulosa (in un raggio di 5' ci sono circa 300 stelle più luminose della magnitudine 17). L'età dell'ammasso, uno dei più giovani fra quelli conosciuti, con numerose stelle in formazione, è stimata in pochi milioni di anni (età che giustifica la presenza di stelle di tipo O e B ancora in sequenza principale). Le stelle del Trapezio si trovano nella regione più densa di tutta la nebulosa (regione visibile al telescopio); infatti nel raggio di 15 a.l. si contano circa 300 protostelle, di cui molte con relativi dischi di materia opaca (proplyd o protoplanetary disk) che, durante la fase di contrazione gravitazionale, emettono nell'infrarosso. Sono state osservate numerose variabili del tipo T Tauri e a flare, con età di 100.000 - 1.000.000 di anni, identificate come astri ancora circondati dalla nebulosità iniziale e in fase di contrazione. Le stelle principali dell'ammasso di cui fa parte il Trapezio sono responsabili di nuova formazione stellare. L'insieme dei venti stellari spazza le regioni circostanti formando archi e involucri, favorendo la formazione di nuovi addensamenti di gas che, raggiunta una certa densità critica, inizieranno a contrarsi sotto la spinta gravitazionale (il collasso di una nube che genera una stella di tipo solare impiega circa un milione di anni, mentre occorrono altri centomila anni per l'accensione delle reazioni nucleari).

All'interno della nebulosa di Orione, oltre al trapezio, sono presenti altri sei piccoli ammassi di diametro inferiore ai 2 parsec, contenenti da 50 a 500 stelle.

La parte visibile della nebulosa è una frazione di una nube molecolare (le molecole più abbondanti sono H₂, CO, H₂O, CO₂) estesa intorno e dietro all'area visibile, dove le densità variano da qualche centinaio a qualche migliaio di atomi per cm³ (la densità del gas interstellare ha un valore tipico che nei bracci a spirale è di 0,1-1 atomo per cm³, e aumenta fino a 50-300 volte ed oltre nelle nebulose, con un rapporto di 3 parti di H -10 atomi di H- ed 1 di He). Pose a grande campo e lunga esposizione hanno evidenziato un vasto complesso nebuloso a forma di semicerchio chiamato "Anello di Barnard" che ingloba quasi totalmente la costellazione di Orione.

M20

(Neb. Trifida)

Una proficua osservazione di questo oggetto, che alle nostre latitudini rimane basso sull'orizzonte, richiede cieli molto limpidi. Con un 10 cm appare come una macchia piuttosto diffusa. Utilizzando diametri maggiori di 20 cm, abbinati con filtri UHC, si possono osservare le zone oscure che attraversano la nebulosa e la visione d'insieme diviene molto piacevole. E' un ottimo esempio di combinazione tra nebulosa ad emissione (parte centrale trilobata rossa visibile nelle fotografie) e a riflessione (corona azzurra a nord e intorno alla parte centrale). Il nome Trifida deriva dall'aspetto a tre falde della nebulosa, ben visibile in fotografia, generate dall'assorbimento della luce stellare da parte delle polveri nebulari. Nel cuore di M 20 c'è un piccolo ammasso aperto, con età di circa 7 milioni di anni. Al suo interno domina una stella luminosa chiamata HD 164492 (multipla, M -5.7), che eccitando il gas della nebulosa (idrogeno) lo rende luminoso per fluorescenza. Poiché le stelle dell'ammasso centrale non sono estremamente calde, la radiazione responsabile dell'eccitazione del gas viene rapidamente assorbita dallo stesso. Perciò all'esterno della nebulosa è visibile la componente in riflessione, causata dalle polveri nebulari, che assume un bel colore azzurro.

M8

(Neb. Laguna)

Oggetto molto più esteso di M20, per la cui osservazione valgono le stesse considerazioni fatte per M20. E' una nebulosa diffusa, sede di un'intensa formazione stellare, che si staglia su uno sfondo stellare tra i più belli della Via Lattea. Al suo interno si trova il giovane ammasso aperto NGC 6530 composto da una ventina di stelle sparse in un diametro apparente di 10'. La sua età è di circa 2 milioni di anni e al suo interno sono presenti protostelle nella fase di variabile T-Tauri. La radiazione ultravioletta prodotta dalle stelle dell'ammasso (insieme probabilmente a quella di astri esterni ad esso) eccita il gas della nebulosa (idrogeno). Le irregolarità (aree scure) della nebulosa, ben visibili in fotografia, sono dovute a nubi di polvere che assorbono la luce stellare. Le formazioni rotondeggianti, denominate globuli di Bok, potrebbero rappresentare, in diversi casi, nubi di gas e polveri in lenta contrazione, avviate a trasformarsi in nuovi astri (il destino finale di queste formazioni - collasso o progressiva dispersione - dipende dalla loro densità ed estensione e dall'interazione con l'ambiente circostante). La polvere è messa in evidenza anche dalle zone scure che solcano il luminoso gas nebulare. Il nome Laguna deriva dall'aspetto striato del gas della nebulosa, generato dalla ionizzazione e dalla "spinta" che la radiazione produce sulla materia, che ricorda quello di uno stagno in cui è stato lanciato un sasso. All'interno della Laguna è stata individuata una stella, tra le più giovani conosciute (Herschel 36), con un'età stimata di circa 10.000 anni.

TABELLA GALASSIE

NOME	M31 NGC 224	M33 NGC 598	M51 NGC 5194	NGC 5195
A.R	00h42,7m	1h33.9m	13h29,9m	13h29,9m
DEC	+41°16'	30°39'	47°12'	47°12'
COST	And	Tri	CVn	CVn
TIPO	Sb	Sc	Sc	P
AMMASSO	Locale	Locale	Coma- Scultore	Coma-Scultore
DIM. (primi)	178x63	62x39	11x7,8	5,4x4,3
RAPP. d/D	0,32	0,62	0,52	0,74
INCLIN.	21°		60°	
VEL. RADIALE (Km/s)	-59	+2	565	658
MAG. VIS. INT.	3,47	5,71	8,38	9,63
MAG. ASS. (Mv)	-20.67 (-20.3)	-18,31	-20,75	-19,32
BRILLANZA SUPERFICIALE	13,6	14,2	12,6	13,1
(1) LUM. (Solex10⁶)	30.000	3.300	30.900	8.300
(2) MASSA HI (Solex10⁶)	4.200	1.250	2.900	
(3) MASSA TOTALE (miliardi di Soli)	230 (400)	12,5	60-160	
NUM. STELLE (miliardi)	300			
(3)/(1)	8,22	3,88		
(2)/(3)	0,018	0,099		
DIST. (Mpc-a.l.)	0,7-2.280.000	0,7-2.280.000	6,6- 21.516.000	6,8-22.168.000
DIAM.(Kpc-a.l.)	31,8- 103.700 (110.000- 120.000)	10,8-35.000	26,5-86.000	16-52.000
MODULO DIST. (M-m)	24	23,68	29,43	29,84

Descrizione oggetti

M31

(Galassia di Andromeda)

Questo oggetto, esteso per circa 2.5° , è adatto per l'osservazione con binocoli 15 o 20 x 80, che consentono una visione d'insieme. Con telescopi di almeno 20 cm si iniziano appena ad intravedere due strette bande di polveri che diventano più evidenti con l'aumentare del diametro.

E' la galassia più luminosa visibile nell'emisfero boreale e la principale del Gruppo Locale, costituito da una trentina di membri, sparsi per circa 5 milioni di a.l. (1500 Kpc), tra cui ricordiamo: M33 del Triangolo, le nubi di Magellano e naturalmente la nostra Galassia. Il rigonfiamento centrale (bulge) di M31 misura 12.000 a.l. ed è ricco di stelle vecchie (popolazione II) frammiste a gas e polveri; nei bracci di spirale prevalgono invece le stelle giovani (popolazione I) tra cui supergiganti dei primi gruppi spettrali. I periodi di rotazione delle varie regioni variano da 90-200 milioni di anni. W. Baade, studiando questa galassia nel 1944, elaborò la fondamentale teoria sulle popolazioni stellari. Purtroppo, questa galassia ha il suo piano equatoriale inclinato di 21° rispetto alla nostra linea di vista; ciò limita la possibilità di studiare la sua complessa struttura a spirale, classificata come Sbc, e composta da ben 7 bracci. La galassia sarebbe circolare, ma anche meno luminosa, se fosse disposta perpendicolarmente alla nostra visuale. Lungo i bracci a spirale sono state individuate circa 690 regioni HII (come ad es. M42 nella nostra galassia), nell'alone 170 ammassi globulari (una decina fra le mag. 14-15). Fra questi, G1 (Mayall II, ubicato 2.5° a sud-ovest rispetto al centro galattico) è il più luminoso (mag. 13.7) di quelli appartenenti al Gruppo Locale. Nelle spirali di sud-ovest è possibile vedere NGC 206, un'associazione stellare (2' di estensione, equivalenti a 2900x1400 a.l.) composta da almeno un migliaio di stelle, l'equivalente di M24 nel Sagittario. M31 possiede alcune galassie satelliti principali, tra cui M32-NGC 221 (la più vicina a M31, di tipo E2, mag. 8.2, dimensioni $7.6' \times 5.8'$, diametro 8000 a.l., luminosità equivalente a 200 milioni di soli) e M110 o NGC 205 (tipo E6, mag.8, dim. $17.4' \times 9.8'$, diametro 10.000 a.l., luminosità equivalente a 270 milioni di soli), visibili insieme alla principale. La coppia più distante è formata da NGC 147 e NGC 185. La presenza di queste galassie sembra aver inclinato il piano equatoriale (cioè il piano su cui si trovano i bracci di spirale) della galassia madre. Nella zona centrale del nucleo galattico, in un'area di $3''$ (35 a.l.) si trovano concentrate oltre 160 milioni di stelle, separate da poche decine di u.a. In corrispondenza del nucleo galattico sono state evidenziate, utilizzando il telescopio spaziale Hubble, due regioni puntiformi di diversa luminosità distanti $0.5''$, corrispondenti a 5 a.l. (1992, T. Laurer e S. Faber). Attualmente si è propensi a pensare che la struttura più luminosa sia costituita da un buco nero supermassiccio (con masse milioni di volte superiori a quelle del Sole) e l'altra dal nucleo di una piccola galassia "ingojata" in tempi remoti. Oltre alle numerose cefeidi sono state scoperte circa 300 novae con luminosità, al massimo, estesa fra le mag. 15-19. Fu osservata un'unica supernova, la SN 1885, che raggiunse la mag. 5.7 e M -18.6 (luminosità 1.6 miliardi di volte quella solare).

M33

(Galassia del Triangolo)

Questa galassia, avendo una bassa brillantezza superficiale, risulta povera di dettagli. Con strumenti di almeno 25 cm e cieli molto limpidi, iniziano ad essere visibili alcuni noduli brillanti (regioni HII) e nebulosità. In condizioni favorevoli è possibile osservare una debole condensazione centrale attraversata da una larga S formata dai due bracci di spirale. Quello nord risulta più uniforme, quello sud presenta un paio di noduli brillanti. All'interno del braccio nord è visibile NGC 604, la più luminosa delle 360 regioni HII conosciute, che ha un'estensione di 1000 a.l. e ospita al suo interno un ammasso aperto di giovani e caldissime stelle.

Fotograficamente M33 appare più blu rispetto ad altre galassie simili, in quanto presenta un cospicuo numero di astri di classe spettrale B. Anche i suoi numerosi ammassi globulari presentano un eccesso di luce blu. Nella zona centrale coesistono sia stelle rosse che astri blu più caldi. Questa galassia ha una marcata asimmetria N-S, probabilmente dovuta alla posizione decentrata del bulge. Tale asimmetria viene riscontrata anche nel maggiore stato di eccitazione delle regioni HII dell'area nord, probabilmente dovuta ad una maggiore densità delle stesse.

Nella zona centrale sono state rilevate alcune strutture filamentose (più concentrate verso i bracci a spirale) probabilmente generate da onde d'urto di supernovae. In alcuni casi esse assumono forme circolari, con dimensioni di 500-1000 a.l., analogamente a strutture presenti nella nostra galassia come il famoso Anello di Barnard, che si estende ad arco su buona parte della costellazione di Orione.

Fra le variabili individuate in questa galassia ricordiamo 5 stelle novae (fra il 1960 e il 1972) e alcune cefeidi.

M51 e NGC 5195

Oggetto la cui osservazione richiede ottime condizioni di trasparenza. Sono necessarie aperture di almeno 20 cm per osservare il ponte di connessione fra le due galassie e strumenti di maggiore apertura per distinguere chiaramente le spirali. Con diametri superiori a 40 cm l'osservazione diventa notevole per la definizione dei bracci e del ponte di connessione.

Sono state rilevate 616 regioni di idrogeno ionizzato, di cui 480 disseminate lungo i bracci di spirale.

La compagna di M51 è una galassia irregolare (probabilmente prima dell'interazione mareale era una galassia a spirale) meno massiccia della principale (30 miliardi di masse solari). Esistono incertezze sui valori tabulati. L'insieme dista da noi appena 20 milioni di anni luce (anche in questo caso vi sono pareri discordanti in merito) e la più vicina delle due è proprio la galassia principale (NGC 5194). Stando alle simulazioni numeriche tra circa 100 milioni di anni questa coppia sarà completamente divisa. Alla fine di questa interazione (probabilmente iniziata qualche milione di anni fa) la spirale non subirà grosse modifiche (a parte una già visibile deformazione ellissoidale della struttura e la brusca interruzione del braccio più esterno) mentre, molto probabilmente, la galassia irregolare svilupperà una struttura a spirale barrata. Le braccia di spirale non partono dal centro (come accade per esempio nel caso di M 100), bensì tangenzialmente alla tondeggiante e luminosa zona centrale. Recenti osservazioni effettuate con il telescopio Hubble nel centro di M 51, hanno messo in evidenza il disco di accrescimento di un grande buco nero, il cui diametro dovrebbe essere di circa 300 anni luce.

GLOSSARIO GENERALE TABELLE

Blue-straggler (stelle vagabonde)

Queste stelle si trovano sul prolungamento della sequenza principale al di sopra del **Turn-Off** (vedere voci di glossario "Diagramma H-R" e "Nebulosa Planetaria.") (che negli ammassi globulari si trova mediamente intorno alle 0.7 - 0.8 masse solari), dove teoricamente non dovrebbero esistere stelle perché già tutte evolute nello stadio successivo di gigante rossa. Per spiegare il "ringiovanimento" di queste stelle, che appaiono più luminose e blu di quanto previsto dalla teoria, sono stati proposti alcuni modelli. In alcuni ammassi aperti sono stati misurati forti campi magnetici che si pensa possano essere in grado di rimescolare gli strati stellari portando H dalle regioni esterne verso il nucleo, prolungando così la permanenza delle stelle sulla sequenza principale. Per operare tale rimescolamento si stima che i campi magnetici debbano essere almeno 100.000 volte superiori a quello terrestre, che è di circa 0.3 gauss (quello generale del Sole è di circa 1 gauss). Un'altra ipotesi attribuisce l'esistenza delle b.s. al surriscaldamento provocato dall'irraggiamento di una pulsar super-veloce (periodo di rotazione di pochi millesimi di secondo), facente parte di un sistema binario, sulla secondaria. Si ritiene che le b.s. presenti nelle regioni centrali dei globulari si formino prevalentemente per collisione fra stelle singole, mentre quelle che si trovano nelle regioni esterne siano il risultato del trasferimento di massa fra binarie a contatto o della fusione di sistemi binari. Le distanze stellari medie riscontrate negli ammassi globulari, considerando un diametro dell'ordine di 100 a.l., sono variabili fra 0.5 e 2 a.l.; nei dintorni del Sole tale concentrazione è almeno 10 volte minore e la densità stellare in un determinato volume è 1000 volte inferiore. Naturalmente la densità cresce notevolmente spostandosi verso il centro degli ammassi.

Brillanza Superficiale

Esprime la magnitudine integrata media di un primo d'arco quadrato dell'oggetto. Gli oggetti più brillanti hanno una m.i. intorno a 12.5, quelli più deboli, ancora osservabili al telescopio, arrivano al valore di 14.5 - 15.

Cefeidi

Le caratteristiche generali di queste stelle sono le variazioni regolari di magnitudine comprese fra 0.1-2 e periodi variabili tra una frazione e un centinaio di giorni. Vi sono tre fondamentali tipi di Cefeidi: **le delta Cep (Cefeidi classiche)**, **le W Vir** e **le RR Lyrae**. **Le Cefeidi classiche** sono stelle giganti di popolazione I (stelle piuttosto giovani), mentre **le W Vir** sono di popolazione II (stelle più evolute; la loro distribuzione nella galassia è piuttosto sferica). Queste ultime sono dunque stelle più vecchie delle Cefeidi classiche e per questo sono meno massicce; per tale motivo, a parità di periodo, le W Vir sono più deboli di due magnitudini rispetto alle Cefeidi classiche. La luminosità media delle Cefeidi oscilla tra le 1.000 e le 35.000 volte quella del Sole (mag -2.5/-6.5), pertanto sono veri fari cosmici. Nel 1913 l'astronoma Enrihetta Leavitt ebbe l'incarico di studiare delle immagini fotografiche delle Nubi di Magellano, ottenute dal telescopio peruviano di Arequipa. Misurò accuratamente la magnitudine apparente media e il periodo delle numerose Cefeidi trovate. Partendo dalla constatazione che le Cefeidi delle nubi di Magellano si trovano circa alla stessa distanza, scoprì che tanto più la magnitudine aumentava, tanto più aumentava il periodo. La Leavitt riferì i suoi risultati al grande astronomo Harlow Shapley, ed insieme svilupparono la legge periodo - luminosità (P-L). Ci vollero molti anni di studio per poter definire il punto zero delle

Cefeidi, cioè poter calibrare le magnitudini assolute delle Cefeidi campione in base al periodo. Una volta individuato il punto zero, la relazione periodo-luminosità si trasforma in una legge che permette, conosciuto il periodo, di ricavare la magnitudine assoluta della Cefeide e dunque la sua distanza. Con il passare del tempo la relazione P-L è stata modificata e corretta in seguito a differenziazioni scoperte, come già ricordato, all'interno della famiglia delle Cefeidi, nonché per le variazioni di metallicità (cioè l'entità degli elementi più pesanti dell'He) delle stelle. Attualmente sono state elaborate relazioni che contemplano i suddetti parametri e dunque tendono a migliorare la precisione di queste stelle come indicatori di distanza.

Le RR Lyrae sono la classe di variabili più numerosa, infatti se ne conoscono alcune migliaia. Sono presenti numerose negli ammassi globulari (vengono anche chiamate variabili d'ammasso) e nell'alone galattico. Sono stelle di popolazione II, di piccola massa e con periodo di variazione inferiore al giorno. Grazie alla loro bassa dispersione in magnitudine intorno ad un valore medio, indipendentemente dal periodo di variazione, sono importantissimi indicatori di distanza. La loro luminosità è tipicamente 30 - 50 volte superiore a quella del Sole. La M_v media delle RR Lyrae di ammasso è uguale a 0.5 - 1, crescente con l'aumentare del grado di metallicità. La dispersione, in ciascun ammasso, è intorno ai 2 o 3 decimi di magnitudine.

Con le cefeidi più luminose e l'ausilio dei più potenti telescopi è possibile misurare distanze dell'ordine delle decine di milioni di anni luce. Con il telescopio spaziale Hubble sono state studiate, ad es., alcune cefeidi appartenenti alla galassia M100, distante 55 milioni di a.l. (16.8 mpc - megaparsec-).

Ciclo P-P e CNO, cenni di nucleosintesi nelle fasi avanzate (fino al gruppo del Fe-Ni)

I processi principali che consentono la fusione dell'H in He vengono denominati **catena p-p (protone-protone)** e **ciclo CNO**. Il primo processo richiede soltanto la presenza di protoni ed è stato quindi l'unico a funzionare nelle stelle di prima generazione composte da H ed He. Attraverso questo processo, che si innesca con temperature di $10-15 \times 10^6$ °K, dalla nucleosintesi di 4 protoni o nuclei di H si ottiene un nucleo di ^4He (composto da 2 protoni e 2 neutroni).

Per ottenere la fusione di due particelle cariche dello stesso segno, ad es. 2 protoni, è necessario che la loro energia cinetica sia sufficiente per superare la repulsione elettrostatica. Una volta superato il punto di equilibrio fra le forze elettromagnetiche e nucleari prevale l'azione attrattiva, molto intensa, di quest'ultime (10^{36} volte superiore a quella gravitazionale e che si esercita a distanze di 10^{-13} cm, dell'ordine del raggio del nucleo atomico), che consente la fusione delle due particelle nel nucleo sviluppando un'energia complessiva maggiore di quella spesa per vincere la barriera coulombiana.

L'energia cinetica delle particelle rimane sempre inferiore alla barriera di potenziale da superare, tuttavia la meccanica quantistica dimostra che esiste una possibilità finita, anche se piccola, che avvenga la fusione (effetto tunnel).

Parleremo brevemente della prima delle reazioni p-p (che avviene più facilmente se esiste ancora poco ^4He).

Nella prima fase di questa reazione due protoni o atomi di H ionizzato si fondono formando deuterio ^2D (l'isotopo pesante dell'H, composto da un protone e da un neutrone) con l'emissione di un elettrone positivo (e^+), di un neutrino (ν) e di 1.2 Mev sotto forma di raggi gamma. Questa reazione è la più lenta e giustifica i lunghi tempi di permanenza di una stella di tipo solare sulla sequenza principale. Il ^2D reagisce con un altro protone dando origine ad ^3He e a 5.5 Mev sotto forma di raggi gamma. Le prime due reazioni dovranno avvenire per 2 volte affinché due ^3He si fondano per produrre un nucleo di ^4He (particella alfa), 2 protoni (vengono complessivamente utilizzati 4 protoni) e ulteriori 12.9 Mev. In questo processo vengono emessi anche 2 neutrini che trasportano circa 0.5 Mev. La massa complessiva del nucleo di ^4He (6.64595×10^{-27} kg) è inferiore di circa 7/1000 (differenza chiamata difetto di massa) rispetto a quella che si dovrebbe ottenere sommando le masse dei 2 protoni e dei 2 neutroni che lo compongono: $2 \times 1.67243 \times$

$10^{-27} + 2 \times 1.67476 \times 10^{-27} = 6.69438 \times 10^{-27}$ kg [Rom85]. La produzione complessiva di energia per ogni nucleo di ${}^4\text{He}$ ottenuto equivale a circa 27 Mev (inclusa l'energia trasportata dai neutrini - la produzione di energia è di circa 26.7 Mev, inclusi i 2 neutrini -0.5 Mev- [Pe85]. La differenza viene calcolata fra 4 protoni e la produzione complessiva è di 25 Mev [Ro85]) ed è ricavabile utilizzando la nota relazione $E = m \times c^2$, dove m rappresenta la massa annichilata (0.04843×10^{-24} kg) e c la velocità della luce ($2.99792458 \times 10^{10}$ cms⁻¹). Per ogni grammo di H trasformato in ${}^4\text{He}$, 7 milligrammi di materia (0.0071) si trasformano in 6.3×10^{18} erg di energia, equivalenti a 175.000 Kwh (1 kwh = 3600 kw), a 18.000 mc di metano o 15.000 kg di gasolio. Conosciuta la luminosità del Sole, 3.8×10^{33} erg/sec, e la sua massa = 1.991×10^{33} g e considerando che le reazioni di fusione nucleare di H in He avvengono nel nucleo, approssimativamente per una massa equivalente ad 1/10 di quella totale, possiamo calcolare una produzione complessiva di energia $E = 0.007 \times 1.99 \times 10^{33}/10 \times 2.998 \times 10^{10} = 1.2 \times 10^{51}$ erg e una permanenza sulla sequenza principale di $1.2 \times 10^{51}/(3.8 \times 10^{33}) = 3.3 \times 10^{17}$ sec \cong 10.4 miliardi di anni. La massa che viene annichilata in un secondo per ottenere la luminosità solare è uguale a $3.8 \times 10^{33}/(2.998 \times 10^{10})^2 = 4.2 \times 10^{12}$ g = 4.2×10^6 t. Da questo valore si ricava che $4.2 \times 10^6/0.007 = 6 \times 10^8$ tonnellate di H diventano He ogni secondo (lo stesso valore si ricava dividendo la luminosità solare per l'energia prodotta da un grammo di H trasformato in He: $3.8 \times 10^{33}/6.3 \times 10^{18} = 6 \times 10^{14}$ g). In un milione di anni viene trasformata energia equivalente a $1/(15 \times 10^6)$ masse solari, in 5×10^9 anni è stata trasformata 1/3.000 della sua massa.

Nel ciclo p-p la velocità di produzione di energia è proporzionale alla quarta potenza della temperatura (T^4).

Il ciclo CNO (ciclo carbonio-azoto) costituisce un'altro tipo di reazione nucleare che utilizza come catalizzatore il ${}^{12}\text{C}$ e 4 atomi di H restituendo come prodotto finale un nucleo di ${}^4\text{He}$ e uno di ${}^{12}\text{C}$, che si ritrova ricostituito alla fine del ciclo. Gli atomi intermedi prodotti ed utilizzati dal ciclo sono l' ${}^{13}\text{N}$, il ${}^{13}\text{C}$, l' ${}^{14}\text{N}$, l' ${}^{15}\text{O}$ e l' ${}^{15}\text{N}$. La reazione più lenta è la seguente : ${}^{14}\text{N} + \text{H} \rightarrow {}^{15}\text{O}$, perciò si ha un accumulo di N a discapito del C. La produzione complessiva di energia equivale a circa 25 Mev a cui vanno sommati 1,7 Mev trasportati da 2 neutrini.

Il ciclo del carbonio diventa più efficiente rispetto al p-p per temperature superiori a circa 15×10^6 °K (fino a tale temperatura i due cicli si equivalgono), mentre a valori inferiori prevale il p-p. La sua velocità di produzione di energia è proporzionale alla diciottesima potenza della temperatura (T^{18}).

Tale ciclo prevale nelle zone centrali delle stelle posizionate nella parte alta della sequenza principale, mentre la reazione p-p è favorita nelle stelle di bassa sequenza (classi F-M [Ro85]).

Ricordiamo che il Sole produce $3.8 \times 10^{33}/(1.99 \times 10^{33}) \cong 2$ erg g⁻¹ s⁻¹, ma vi sono stelle di sequenza principale 20 volte più massicce e 10.000 volte più luminose (tipo O-B) che hanno una produzione energetica pari a 1000 erg g⁻¹ s⁻¹, mentre ve ne sono altre, di 0.1 masse solari, 10.000 volte meno luminose (nane rosse) che hanno una produzione di energia di 0.002 erg g⁻¹ s⁻¹ [Ha85]. Questo fatto si ricollega con la relazione massa-luminosità (M-L, vedere voce di glossario "diagramma H-R...") e con il tempo vita delle stelle molto più breve nelle prime (10^7 - 10^8 anni) ed estremamente lungo per le seconde (superiore a 10^{11} anni). Questo avviene perché le temperature centrali di una stella aumentano con l'aumentare della massa, e la trasformazione di H in He si intensifica molto rapidamente con la temperatura (al raddoppiare della temperatura la produzione di He aumenta di un fattore 3×10^4 [Ri95].

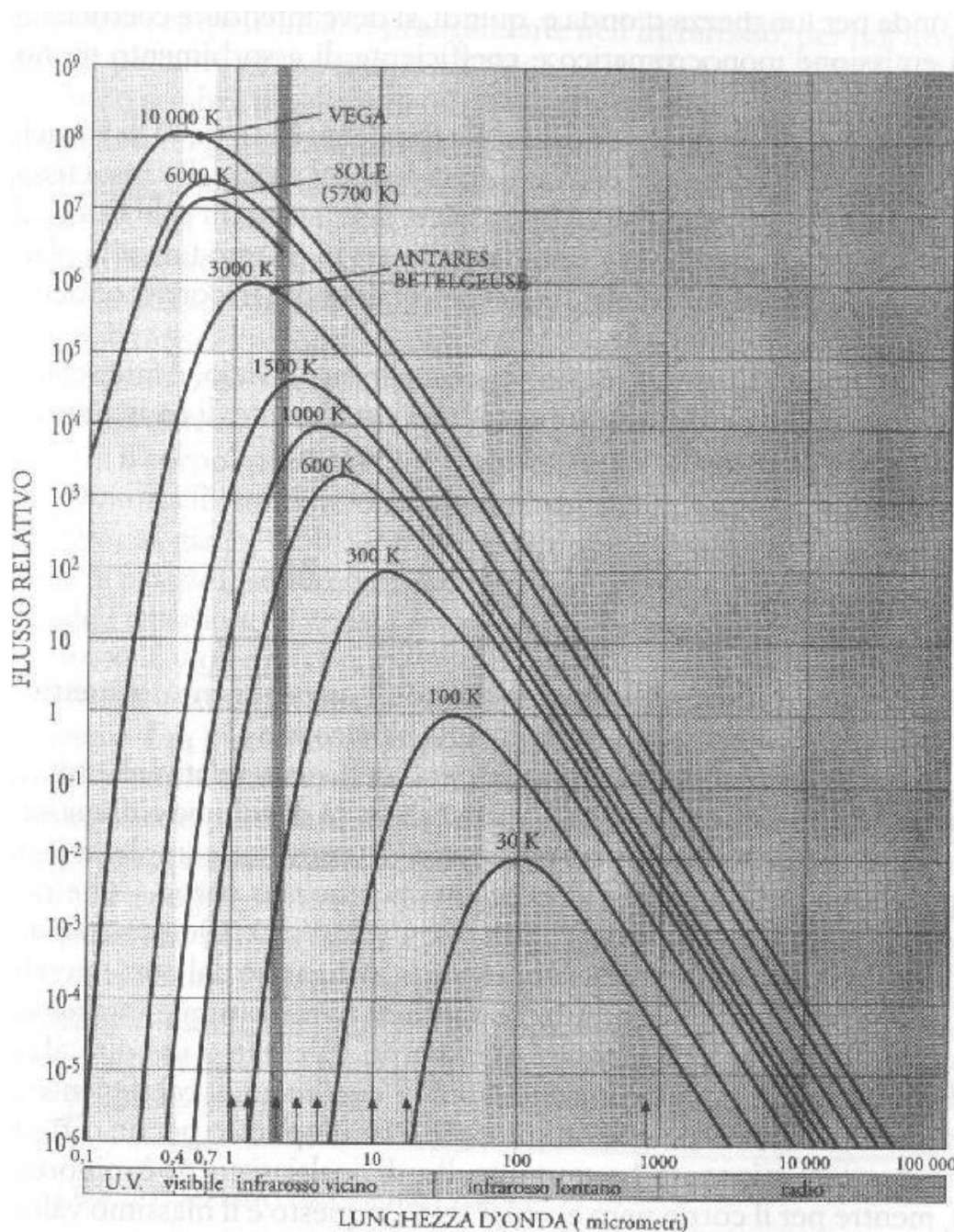
Ricordiamo che i neutrini liberati dal centro di una stella la attraversano praticamente indisturbati, mentre l'energia liberata sotto forma di fotoni gamma (γ) e di e+ contribuisce a raggiungere l'equilibrio termodinamico centrale. Raggiunto questo equilibrio i fotoni si degradano progressivamente avanzando verso l'esterno in migliaia, milioni di anni determinando la temperatura superficiale che, da temperature centrali dell'ordine dei milioni di gradi, si riduce alle migliaia di gradi della fotosfera. I complessi calcoli che legano fra loro raggio, luminosità, massa, abbondanze relative dell'H, dell' ${}^4\text{He}$ e degli elementi più pesanti, che consentono di risalire alla distribuzione delle temperature e densità stellari, alla deduzione del

diagramma M-L e del diagramma H-R, sono consentiti dall'utilizzo dei moderni elaboratori elettronici dove vengono introdotte le necessarie equazioni opportunamente semplificate.

Le successive reazioni di fusione dell' ^4He in ^{12}C (che avviene a 200×10^6 °K e produce 7.3 MeV, 2 neutrini esclusi) e per stelle più massicce del Sole (almeno 5-8 masse solari) anche in O, sono poco esotermiche ma rapide e molto sensibili ad un aumento della temperatura. La fusione dell' ^4He in ^{12}C sviluppa un'energia circa proporzionale alla trentesima potenza della temperatura.

Per stelle con massa superiore a 5-8 volte quella solare, al raggiungimento di temperature di 600×10^6 °K, si innescano le reazioni nucleari di fusione del ^{12}C in ^{20}Ne e ^{23}Na e di questi ultimi in ^{24}Mg . Dopo il bruciamento del C il nucleo è formato prevalentemente di ^{24}Mg e ^{20}Ne . Nelle reazioni successive il Ne tende a fotodisintegrarsi per l'azione di fotoni ad alta energia e l' ^{16}O si trasforma prevalentemente in Mg e Si. In queste reazioni l'azione dei fotoni ad alta energia tende a dissociare gli elementi formati e il ^{28}Si , particolarmente stabile, tende a divenire l'elemento più abbondante. La fusione diretta di nuclei di Si richiederebbe una $T > 4 \times 10^9$ °K, impedita dall'azione dissociativa dei fotoni ad alta energia, che quindi non consentono ulteriori fusioni nucleari dopo quelle dell'O. Le ultime reazioni termonucleari a partire da ^{28}Si , ^{24}Mg e ^{20}Ne , avvengono attraverso catture di nuclei di ^4He (particelle alfa), protoni e neutroni, e producono alcuni degli elementi più pesanti fino al Fe e al Ni (peso atomico 50-60). Essi sono dotati dell'energia di legame, liberata nelle reazioni nucleari, più alta della tavola periodica e la produzione di elementi più pesanti del Fe richiede apporto di energia (reazione endotermica) causando una contrazione del nucleo stellare che potrà essere arrestata soltanto dalle forze nucleari ([Bu89], vedere bibliografia e voce di glossario: Pulsar o stella di neutroni, Supernovae di tipo II)

Corpo nero, radiazione di c.n., radiazione di cavità



Curve di planck a diverse temperature rappresentative dell'emissione di corpo nero. Sulle ascisse vengono indicate le λ dello spettro elettromagnetico da 0.1 μm ($1 \mu\text{m}$ o $1 \mu\text{m} = 0.001 \text{mm} = 1000 \text{\AA}$), fino ad 1 metro. Sulle ordinate compare il flusso relativo. L'emissione per una data temperatura cresce partendo da $\lambda = 0$, con l'aumentare di λ arriva ad un max (II legge di Wien) e quindi decresce. A temperature più elevate aumenta l'emissione a tutte le λ e il picco si sposta verso λ più corte (I legge di Wien - legge dello spostamento-). Quando in ordinata compare l'energia emessa per una data coppia di λ e T, l'area racchiusa da una curva e dall'asse delle λ rappresenta una misura dell'irraggiamento totale emesso in tutte le direzioni per unità di superficie e unità di tempo ($R = \sigma \times T^4$).

Iniziamo descrivendo un solido ideale denominato cavità radiante che possiede la proprietà di essere completamente isolato termicamente dall'ambiente esterno. All'interno di tale cavità una volta raggiunto l'equilibrio termico fra le pareti e lo spazio interno pieno di radiazione (radiazione di cavità) qualunque sia la sostanza considerata, l'emissione è funzione soltanto della lunghezza d'onda λ e della temperatura T , secondo una relazione che indicheremo genericamente con **B(l ,T) (funzione di Planck)**.

Quanto sopra enunciato fu ricavato dallo studio di cavità reali, portate ad una determinata temperatura, costituite ad es. da tungsteno, tantalio, molibdeno, sulle quali furono praticati dei piccoli fori (per non alterare in modo apprezzabile la condizione di equilibrio). La radianza misurata nel foro risultò identica per tutte le sostanze, mentre le radianze delle superfici esterne risultarono sempre inferiori a quest'ultima e differenti fra loro (in questo caso le pareti delle cavità non furono isolate termicamente dall'ambiente esterno ma, con lo stesso risultato, mantenute alla medesima T). Le relazioni fondamentali trovate sperimentalmente furono le seguenti:

- Il rapporto fra il coefficiente di emissione o potere emissivo di un corpo (energia raggiante emessa per $\text{cm}^2 \text{ sec}$ a determinate λ e T) in equilibrio termico e il suo coefficiente di assorbimento è costante per qualsiasi sostanza e viene espresso dalla **relazione di Kirchhoff** $e(\lambda)/k(\lambda) = B(\lambda, T)$ ovvero $e(\lambda) = k(\lambda) \times B(\lambda, T)$, dove k è sempre minore di 1 e di conseguenza $e(\lambda)$ è sempre minore di $B(\lambda, T)$. La costanza del rapporto $e(\lambda)/k(\lambda)$ in condizioni di equilibrio termodinamico evidenzia per i 2 coefficienti una stessa dipendenza da λ ; da questa relazione si deduce la proprietà di un gas di assorbire le stesse lunghezze d'onda che emetterebbe se fosse riscaldato (vedere leggi di Kirchoff al paragrafo relativo agli spettri stellari). Dalla relazione di Kirchhoff si ricava che un corpo ideale in equilibrio termico (materiale di cui, ad es., può essere costituita la superficie interna della cavità radiante), chiamato corpo nero (perché tale si presenta a basse temperature), capace di assorbire completamente qualsiasi radiazione ($k=1$) è un radiatore perfetto (il platino incandescente si comporta quasi esattamente come un corpo nero). Per la radiazione di corpo nero la relazione sopracitata si riduce a $e(\lambda) = B(\lambda, T)$, che rappresenta il massimo potere o coefficiente emissivo consentito per una determinata coppia di λ e T .
- La radianza di cavità o potere emissivo varia con la temperatura secondo la **legge di Stefan-Boltzmann** cioè $R = s \times T^4$ dove s è la costante di Stefan-Boltzmann = $5.6992 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^2 \text{ }^\circ\text{K}^{-4} \text{ sec}^{-1}$. Facendo riferimento alla figura, quando in ordinata compaiono le energie emesse alle singole lunghezze d'onda per sec da un cm^2 di superficie emittente, il segmento compreso fra la curva e l'asse delle λ rappresenta l'energia emessa per quelle particolari T e λ (funzione $B(\lambda, T)$ di Planck). Integrando la funzione di Planck per tutte le λ da 0 a ∞ (cioè sommando tutti i segmenti compresi fra la curva e l'asse delle λ da 0 a ∞) si ottiene l'area della curva planckiana ovvero l'espressione del suo potere emissivo (o emittanza o irraggiamento bolometrico in tutte le direzioni).
- la lunghezza d'onda a cui avviene la massima emissione è inversamente proporzionale alla T , cioè $\lambda_m \times T = c \times h / (4.9651 \times k) = 0.28978$ (**I legge di Wien** - conosciuta come legge dello spostamento), dove c è la velocità della luce = $2.99792458 \times 10^{10} \text{ cms}^{-1}$ nel vuoto, k è la costante di Boltzmann = $1.38046 \times 10^{-16} \text{ erg grad}^{-1}$ con λ espresso in cm e T in gradi $^\circ\text{K}$;
- la massima emissione è proporzionale alla quinta potenza di T (**II legge di Wien**), cioè $B(\lambda_m, T) = T^5 \times c_1 / 0.28978^5 \times 1 / (e^{c_2 / 0.28978 T} - 1)$ oppure $B(\lambda_m, T) = g \times T^5$, dove $c_1 = 2 \times \pi \times h \times c$, $c_2 = h \times c / k$, h è la costante di Planck = $6.6252 \times 10^{-27} \text{ erg s}$, $\gamma = 1.2865 \times 10^{-4} \text{ erg cm}^2 \text{ }^\circ\text{K}^{-4} \text{ sec}^{-1}$

La spiegazione teorica della radiazione di cavità, cioè dei principi alla base dell'emissione luminosa, fu il problema più importante della fisica di fine 800, in quanto la soluzione del problema imponeva un superamento della fisica classica e poneva le basi per lo sviluppo della fisica quantistica.

La formula proposta da Wien per quantificare la radiazione di cavità, basata sui concetti della fisica classica, quasi in accordo con i dati sperimentali, era la seguente: $B(\lambda, T) d\lambda = c_1 / \lambda^5 \times 1 / (e^{c_2 / \lambda T}) d\lambda$ dove c_1 e c_2 sono conosciute, $e = 2.71828$ è la base dei logaritmi neperiani. Tale formula dà valori con una

precisione entro l'1% per valori di $\lambda \times T < 0,3 \text{ cm } ^\circ\text{K}$ di lunghezza d'onda, in pratica per λ inferiore al micron, ed è quindi valida nel campo ottico e ultravioletto.

Nel 1900 Max Planck modificando semplicemente il denominatore della formula come segue ottenne un perfetto accordo dei dati: $B(\lambda, T)d\lambda = c_1/\lambda^5 \times 1/(e^{c_2/\lambda T} - 1)d\lambda \text{ erg s}^{-1}\text{cm}^{-2}$ che esprime la quantità di energia emessa per unità di superficie nell'ambito di uno ristretto intervallo di lunghezza d'onda $d\lambda$ alla temperatura assoluta T. Questa relazione consente di ricavare per via teorica le leggi di Stefan-Boltzmann e di Wien ricavate sperimentalmente.

Partendo da questa formula (prima ricavata per via empirica) e sviluppando in seguito concetti che rivoluzionarono gli schemi classici, costruì l'impalcatura teorica che conduce alla $B(\lambda, T)$. All'epoca prevaleva l'ipotesi che il comportamento della luce seguisse la teoria ondulatoria e il comportamento degli atomi della cavità veniva equiparato a quello di minuscoli oscillatori elettromagnetici capaci di emettere onde luminose di frequenza tanto maggiore quanto più alta era la loro energia. Un oscillatore eccitato, secondo la meccanica classica, può vibrare a qualsiasi ampiezza e quindi emettere qualunque energia, ma i calcoli effettuati con questi presupposti non confermavano appieno i risultati sperimentali.

Planck stravolse questa concezione introducendo due ipotesi:

- un oscillatore può avere soltanto un'energia data da: $E = n \times h \times \nu$ dove n è un numero intero positivo (chiamato in seguito numero quantico), ν è la frequenza dell'oscillatore.
- un oscillatore non emette energia con continuità, ma per quanti, quando passa da uno all'altro dei suoi stati quantizzati di energia. Se n varia di un'unità l'energia irradiata diventa $dE = h \times \nu$; fintanto che l'oscillatore rimane in uno dei suoi stati quantici (o stati stazionari) non vi è né emissione né assorbimento di energia [Ha-Re82].

L'esperienza dimostra che durante lo smorzamento delle oscillazioni nei sistemi di grandi dimensioni, ad es., nel sistema massa-molla per attrito o nel circuito LC per effetto della resistenza e della radiazione, l'energia meccanica decresce in modo continuo. Questo avviene perchè le energie in gioco sono alte, il numero quantico $n = E/(h \times \nu)$ è grandissimo e la variazione di energia per n che cambia di un'unità è piccolissima ed uguale a: $dE/E = (h \times \nu)/(n \times h \times \nu) = 1/n$.

Per concludere questa parentesi ricordiamo che sebbene Planck avesse quantizzato le energie degli oscillatori nelle pareti della cavità, considerava ancora la radiazione di cavità come un'onda elettromagnetica. Fu Einstein, nella sua analisi dell'effetto fotoelettrico (1905), ad avanzare per primo l'ipotesi che l'energia viaggiasse divisa in pacchetti (chiamati in seguito fotoni), rivelando l'inadeguatezza, in certe condizioni, della descrizione ondulatoria della luce (ipotesi non condivisa da Planck, ma che fruttò ad Einstein il premio Nobel per la fisica nel 1921). Secondo la fisica moderna la natura della luce è sia ondulatoria che corpuscolare a seconda dei fenomeni considerati.

Ritorniamo alla nostra radiazione di cavità e al corpo nero.

Abbiamo trovato che il coefficiente di emissione di un corpo nero ideale è la $B(\lambda, T)$, mentre per qualsiasi altro corpo tale coefficiente di emissione è inferiore. Per questo motivo la radiazione di cavità viene chiamata anche radiazione di corpo nero (alcuni autori chiamano la cavità corpo nero e quindi con questa definizione il corpo nero non può irraggiare - in quanto isolato termicamente dall'ambiente esterno - ma viene definito l'irraggiamento di corpo nero - radiazione di cavità - al suo interno)

Le stelle possono essere paragonate a corpi neri ?. Secondo la relazione di Kirchhoff la temperatura di un qualsiasi corpo in equilibrio termico è determinabile conoscendo il potere emissivo (e) e il coefficiente di assorbimento (k) ad una certa λ che, come già ricordato, hanno un rapporto costante determinato dalla $B(\lambda, T)$ di Planck. Ricordiamo che un corpo opaco, solido o liquido con $K \cong 1$ a tutte le λ , oppure un gas ad alta densità o di spessore adeguato per cui K è molto prossimo ad 1 emettono uno spettro continuo, molto simile a quello del corpo nero alla stessa temperatura, le cui distribuzioni vengono quindi determinate dalla formula di Planck (i gas rarefatti incandescenti emettono soltanto in corrispondenza di certe λ - vedere leggi di Kirchhoff nel paragrafo relativo agli spettri stellari). Se le atmosfere stellari fossero quindi

perfettamente opache e perciò perfettamente emittenti potrebbero essere studiate con la relazione di Planck, ma il loro coefficiente di assorbimento è variabile con T e λ secondo una legge che la teoria ha consentito di ottenere in modo approssimato. Inoltre lo strato emittente delle atmosfere stellari non è in equilibrio termico ma le temperature variano a seconda della profondità.

Facendo però l'ipotesi che, in prima approssimazione, il loro irraggiamento possa essere simile a quello di un corpo nero, è possibile ricavare un valore delle temperature stellari. Se la stella fosse un corpo nero tutte le temperature ricavate, come ad es. la temperatura del colore e la temperatura efficace (vedere relative voci di glossario) dovrebbero essere uguali; dalle discordanze si può ricavare l'entità dello scostamento rispetto alle curve planckiane. In genere le curve che rappresentano la distribuzione dell'energia in funzione di λ (da cui si ricava la temperatura del colore) si adattano abbastanza bene all'andamento delle curve del corpo nero per λ maggiori di 3467 Å. Per λ minori si discostano dalla planckiana in quanto ha luogo l'assorbimento dovuto alla ionizzazione dell'atomo di H a partire dal secondo livello di energia (discontinuità di Balmer - vedere voce di glossario: Idrogeno, livelli energetici), il gas diventa meno assorbente e la radiazione proviene da strati mediamente più profondi e più caldi. Per una stessa stella devono perciò essere definite due temperature di colore: una per il visibile e una per l'ultravioletto [Ha85]. Per una stella di tipo spettrale G0d (simile al Sole) la $T.$ di colore nel visibile è di 5750 °K, quella nell'ultravioletto è di 6100 °K, mentre la $T.$ efficace è di 6000 °K; per una F5d la prima è di 7200 °K, la seconda di 7800, la terza di 6470 °K), per una A0 (come Vega) i rispettivi valori sono di 16500 °K, 10.500 °K, e 10700 °K (dati ricavati da Barbier e Chalonge per le $T.$ di colore e da Kuiper per la $T.$ efficace [Ha85]).

Fra le due temperature citate, quella efficace è maggiormente rappresentativa in quanto espressione del flusso totale di energia emesso dalla stella, mentre la temperatura del colore dà solo un'indicazione sulla forma della curva che rappresenta lo spettro continuo, indicando l'emissione relativa nelle varie bande spettrali considerate. Naturalmente nessuna delle due temperature rappresenta quella reale dell'atmosfera stellare, in quanto essa non emette come un corpo nero e la sua temperatura, come ricordato è variabile con la profondità.

La conoscenza della funzione che esprime la radiazione di corpo nero è perciò fondamentale per misurare le temperature delle atmosfere stellari, da intendersi, naturalmente, secondo le definizioni sopra ricordate.

Diagramma H-R e popolazioni stellari

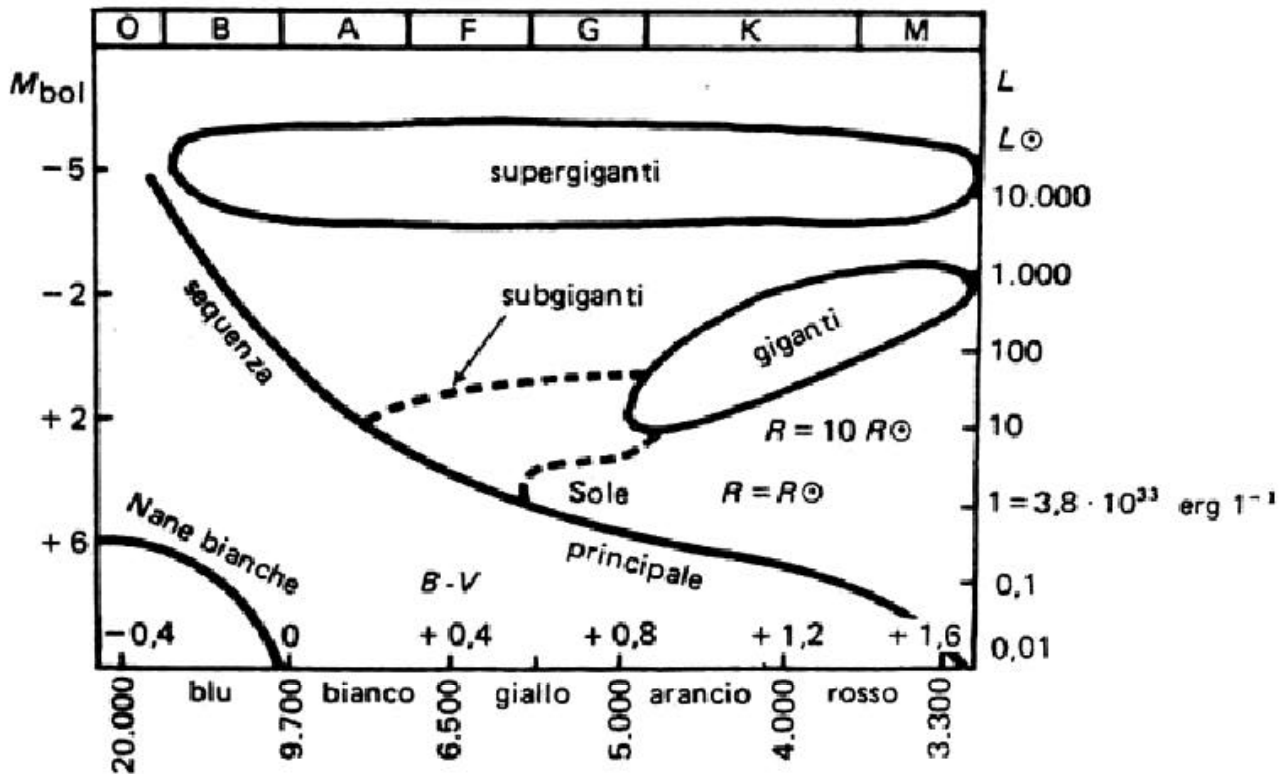


Diagramma di Hertzsprung-Russell: In figura viene rappresentato il diagramma classico di Hertzsprung -Russell dove tutte le regioni evidenziate nella foto si popolano quando si considera un campionario di stelle di età, massa e composizione chimica differente. Nelle ordinate vengono indicate a sinistra le M_{bol} o magnitudini assolute bolometriche e a destra le luminosità in unità solari. Nelle ascisse sono riportate due scale: in alto le principali classi spettrali, in basso quella delle temperature (efficaci) e degli indici di colore, con indicate le sensazioni luminose relative alle due scale.

Gli astronomi E. Hertzsprung (danese) e H.N. Russell (americano) avevano intuito la possibilità dell'esistenza di una relazione fra la luminosità delle stelle e il loro colore (tipo spettrale). Nel 1911 Hertzsprung graficò le magnitudini apparenti di componenti degli ammassi delle Pleiadi e delle Iadi in funzione del loro tipo spettrale. Nel 1913 Russell presentò uno studio che metteva in relazione la magnitudine assoluta di qualche centinaio di stelle di cui era conosciuta la parallasse trigonometrica con il loro tipo spettrale.

I primi diagrammi elaborati da Hertzsprung, Russell e H.D. Curtis nel 1922 ponevano in relazione la M_v o apparente in relazione al tipo spettrale o all'indice di colore (valore correlato con il tipo spettrale e la temperatura). Un diagramma (indice di) colore-magnitudine apparente (m) per un ammasso aperto è l'equivalente di un diagramma colore - magnitudine assoluta (M), in quanto, essendo le componenti ragionevolmente alla stessa distanza, M_v e m_v differiscono per una costante. Un'altra versione utilizzata correntemente mette in relazione la M bolometrica (o il log della luminosità) e la temperatura efficace (o il suo log - vedere relative voci di glossario per il significato dei termini).

I punti rappresentativi di un grafico relativo, ad es., a stelle contenute entro 5/10 parsec dal Sole non si distribuiscono uniformemente, ma preferenzialmente lungo una banda che taglia diagonalmente il

diagramma, denominata sequenza principale (Main Sequence o MS) o sequenza delle nane. In basso a sinistra vi è una zona occupata dalle nane bianche comprendente stelle di debole luminosità, elevata temperatura (classi B-G) e densità dell'ordine di 10^5 g/cm^3 . Inserendo stelle fino a 30 parsec dal Sole, oltre naturalmente a persistere una distribuzione preferenziale lungo la MS, inizia a popolarsi, in alto a destra nel diagramma, la cosiddetta zona delle giganti rosse. In virtù del fatto che i punti del grafico non hanno una distribuzione casuale si può dedurre che esiste una relazione più o meno complessa fra la magnitudine assoluta (luminosità) e lo spettro (temperatura).

La MS, che contiene la maggioranza degli astri, si estende da oggetti di scarsa luminosità e bassa temperatura, 2200-3500 °K per il tipo M, e magnitudine assoluta media di +10, ad astri molto luminosi e caldi, >30.000 °K per le stelle di tipo O-B, per cui si ha una M_v media di -5. Il Sole è una nana di MS di tipo spettrale G2 e magnitudine assoluta +4.8. Il ramo delle giganti si estende fra i tipi spettrali G-M, in una fascia estesa e poco inclinata rispetto all'asse delle ascisse, compresa fra le magnitudini assolute 0 e +/- 1 (stelle di alta luminosità) e si interrompe praticamente in corrispondenza dei tipo G0-A5 (lacuna di Hertzsprung).

Aumentando il campione stellare appare un'altra zona più o meno diffusa, estesa a tutti i tipi spettrali e compresa fra le magnitudini assolute -3 e -7, che viene denominata zona delle supergiganti.

In genere, eccettuate certe stelle molto luminose di classe O-A, quelle appartenenti alla MS vengono denominate nane in contrapposizione alle giganti e supergiganti. Se infatti confrontiamo, ad es., due stelle di tipo M di cui una di MS e l'altra appartenente al ramo delle giganti troviamo una differenza in luminosità che arriva ad un fattore 10.000. Perciò la gigante deve avere una superficie raggiante 10.000 volte superiore rispetto a quella di MS e conseguentemente un raggio 100 volte maggiore (la luminosità di una stella è proporzionale alla sua area = $4 \times \pi \times r^2$ e a T^4). Gli appellativi di nana e gigante sono pertanto giustificati.

Tale diagramma risente di notevoli effetti di selezione in quanto le giganti e le supergiganti sono visibili da grandi distanze e quindi appaiono più numerose, mentre il loro numero è molto inferiore a quello della stragrande maggioranza delle stelle, cioè le nane (proprio per tale ragione la zona delle nane è chiamata sequenza principale).

I sistemi binari di cui erano conosciute le masse furono utilizzati per costruire grafici dove in ascissa comparivano le stesse masse e in ordinata le magnitudini assolute. Da questi diagrammi emerse una relazione fra la massa e la luminosità di una stella (M-L) così sintetizzabile: quanto più una stella è massiccia tanto più è luminosa. In generale la luminosità di una stella cresce approssimativamente con un valore proporzionale ad $M^{3.5}$ [Ri95], oppure ad una potenza leggermente maggiore di 2 per stelle di alta e bassa luminosità, e di circa 5 per stelle di luminosità intermedia compresa fra circa 100 e 1/100 quella solare (M.Hack, l'Astronomia. 11-12/81). Questa relazione fu teorizzata nel 1924 da Eddington ipotizzando che nelle stelle siano verificate le leggi dei gas perfetti, cioè che la temperatura aumenti proporzionalmente all'aumentare della pressione dei gas. Le stelle, nella fase stabile della loro vita, sono sistemi in equilibrio, dove la forza gravitazionale degli stati sovrastanti, che tendono a comprimere la stella, viene contrastata dalla pressione dei gas e della radiazione. Nelle stelle più massicce, dove le forze gravitazionali sono maggiori, aumentano sia la pressione dei gas che la temperatura (fintanto che la densità non supera un valore critico), e conseguentemente la produzione di energia. La relazione massa-luminosità (M-L) risulta generalmente soddisfatta nelle stelle di sequenza principale (cioè negli astri che si trovano nella fase stabile della loro vita). Le nane bianche, le giganti rosse e le binarie interagenti non rispettano tale relazione. Tramite la relazione M-L, tarata con i sistemi binari, è possibile ricavare la massa di stelle singole con magnitudine assoluta nota.

Mentre le luminosità delle stelle e le dimensioni sono comprese in un intervallo ampio le masse sono confinate in un limite più ristretto. In linea di massima si può dire che a stelle con luminosità compresa fra 1/100.000 ($M = +18$) e 100.000 volte quella solare ($M = -7.5$) corrisponde una massa compresa fra 1/20

e 20 volte quella della nostra stella (0.1 masse solari corrispondono ad una luminosità di 1/1000 rispetto a quella solare). Come conseguenza anche le densità medie stellari sono comprese in uno spettro esteso fra 9 volte (classe M5 V) e 1×10^{-7} (M0 I) quella solare (densità media Sole = 1.4 g/cm^3 , densità centrale = 100 g/cm^3 [Ha85]).

Negli ammassi globulari il diagramma colore-magnitudine risultò differente da quello H-R classico.

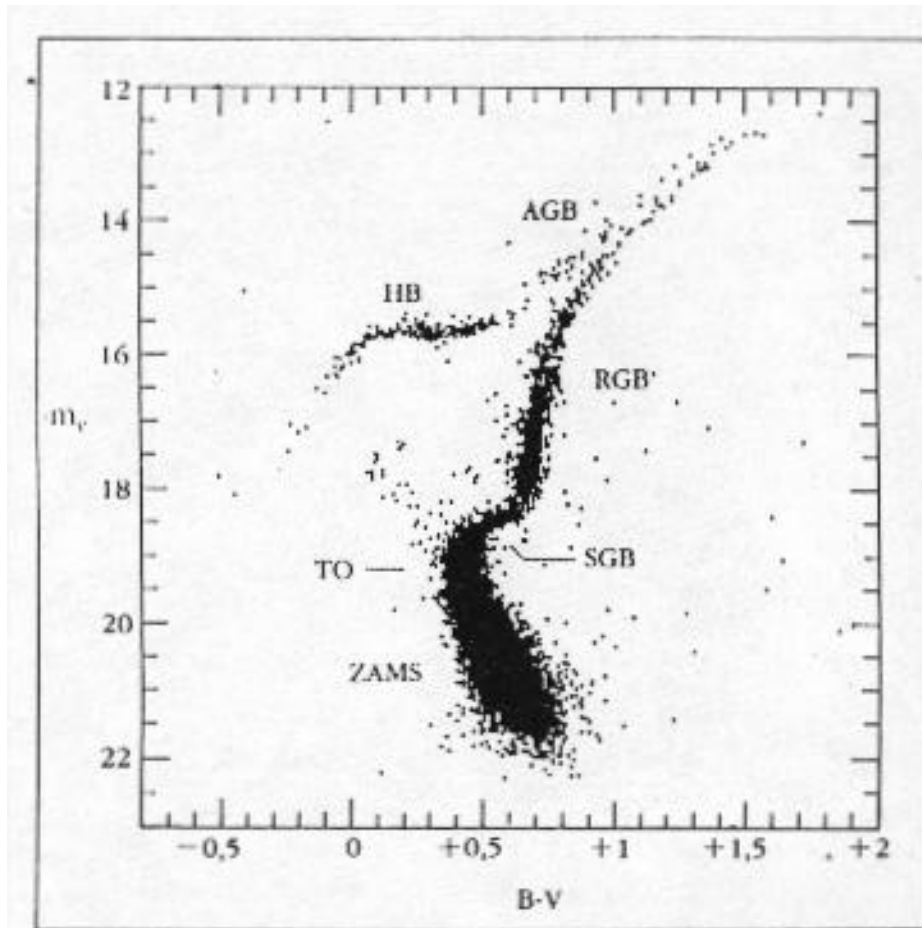


Diagramma colore-magnitudine dell'ammasso globulare M3 (A. Renzini, F. Fusi Pecci, ARA&R 26, 199, 1988).

Sono indicate in figura le diverse fasi evolutive delle stelle di M3 (descritto nella sezione dedicata agli ammassi globulari) così suddivise: **a)** sequenza principale di età zero (**Zero Age Main Sequence, ZAMS**): stelle che stanno convertendo l'idrogeno in elio nel nucleo; **b)** punto di svolta o (**Turn-Off, TO**), corrispondente al valore minimo B-V a sinistra della ZAMS: stelle che hanno esaurito l'H nel nucleo e si spostano verso la regione delle giganti rosse a destra della ZAMS. **c)** ramo delle subgiganti (**Sub-Giant Branch, SGB**): stelle che hanno innescato il bruciamento dell'H in una shell adiacente al nucleo; **d)** ramo delle giganti rosse (**Red Giant Branch, RGB**): stelle che producono energia dall'H mentre il nucleo in fase di contrazione sta incrementando la sua temperatura; **e)** ramo orizzontale (**Horizontal Branch, HB**): stelle che trasformano l'He in C nel nucleo che ha raggiunto una temperatura sufficientemente elevata (circa 100 milioni di gradi), mentre in una shell adiacente è attiva la trasformazione di H in He. Nella zona corrispondente al tipo A5-F5, (zona di instabilità compresa fra $B-V = 0.18$ e $B-V = 0.42$ [Ro85] e fra le m_v 15-16, corrispondenti circa alla M_v 0), che risulta praticamente vuota nei diagrammi classici, appaiono le RR-Lyrae (chiamate variabili d'ammasso perché rare nella Galassia); **f)** ramo asintotico delle giganti (**Asinthotic Giant Branch, AGB**): stelle che hanno esaurito l'He nel nucleo, mentre in due shell adiacenti ad esso continua la trasformazione di He in C e di H in He. L'equivalente teorico del diagramma colore-magnitudine è il diagramma HR che mette in relazione la magnitudine assoluta visuale M_v con la temperatura efficace T_e . Le stelle di un ammasso vengono riportate sul diagramma HR tramite modelli teorici di evoluzione stellare considerando stelle della stessa età, composizione chimica e massa differente (per maggiori ragguagli vedere l'Astronomia n.140);

H. Shapley nel 1920 studiò diverse stelle degli ammassi globulari più cospicui trovando che le più luminose non erano giganti azzurre, ma rosse e che il diagramma H-R, che assumeva una struttura ad Y rovesciata, 70

appariva apparentemente privo di sequenza principale. W. Baade, durante l'oscuramento di Los Angeles del 44 riuscì a risolvere, utilizzando il telescopio di 100 pollici di Mount Wilson, diverse stelle all'interno del nucleo della galassia di Andromeda e di due sue satelliti. Trovò anche in questo caso che le stelle più luminose erano giganti rosse (con $M_v = -3.5/-4$) come quelle osservate da Shapley, mentre le stelle presenti nelle braccia a spirale di M31 erano stelle blu di $M_v -6/-7$, simili a quelle più luminose degli ammassi aperti. Questi risultati gli fecero intuire l'esistenza di almeno 2 popolazioni stellari principali (in seguito ulteriormente suddivise): una più giovane che popola i bracci di spirale (**Popolazione I**) e una più vecchia presente negli ammassi globulari e nei nuclei galattici (**Popolazione II**).

Studi successivi condotti con il più potente telescopio di Monte Palomar (200 pollici) consentirono di individuare la sequenza principale mancante negli ammassi globulari (stelle di $m_v -19/-20$), come proseguimento (verso le stelle meno luminose) di uno dei bracci ad Y rovesciata del loro diagramma H-R caratteristico. La sequenza principale era tronca nella parte superiore in quanto proseguiva nel ramo delle giganti rosse (**RGB**).

La diversità riscontrata nei diagrammi H-R delle 2 popolazioni stellari principali doveva quindi essere legata ad un fatto evolutivo della vita stellare.

Aumentando il campione stellare il diagramma classico H-R (che riguarda un campione di stelle di età, massa e composizione chimica differente) si complica.

Si osserva una dispersione dei punti intorno alla MS di circa 3 magnitudini, oltre che nel ramo delle giganti. Secondo la teoria la posizione di una stella nel diagramma H-R dipende dalla sua massa, dalla composizione iniziale e dall'età. Nel diagramma H-R classico vi sono stelle che differiscono, oltre che nella massa, anche per composizione chimica ed età. Per ottenere un campione più omogeneo che consenta di conoscere meglio le varie fasi dell'evoluzione stellare è necessario considerare le popolazioni stellari degli ammassi per i quali è lecito presumere età, distanza e composizione iniziali comuni. Scegliendo questi campioni la posizione delle stelle nel diagramma dipende quasi esclusivamente dalla loro massa. Studiando ammassi aperti giovani si trova che la dispersione in MS è piccolissima, mentre negli ammassi globulari la dispersione aumenta andando verso le stelle meno luminose a causa della loro maggiore permanenza in MS.

Confrontando poi diagrammi di età e composizione chimica diverse si può studiare l'influenza di questi fattori nell'evoluzione stellare (vedere figura nella pag. seguente).

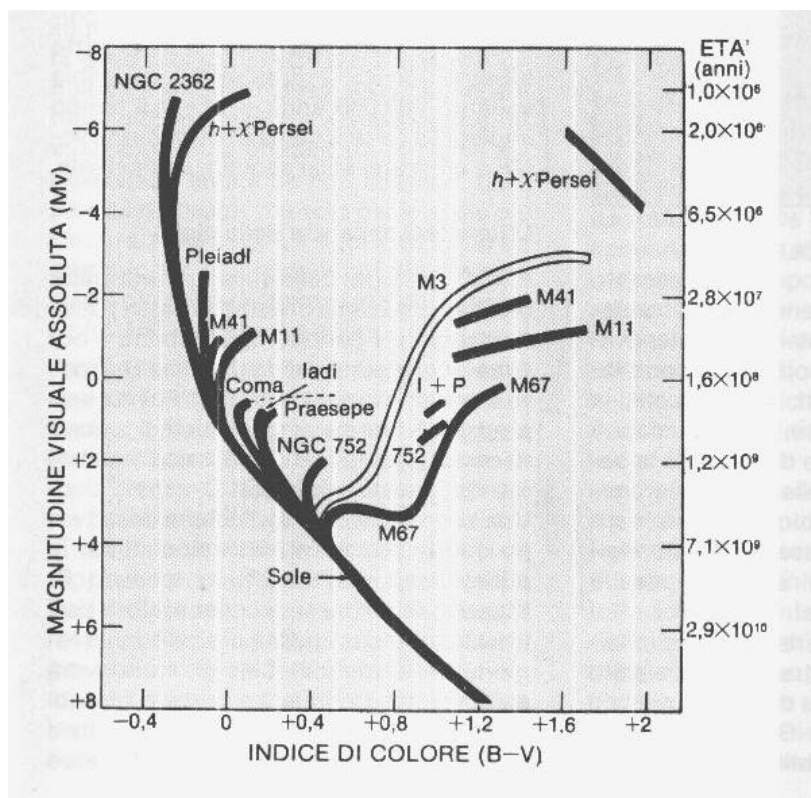


Diagramma colore -magnitudine per diversi ammassi (costruito da R. Sandage nel 1957). La scala delle età riportata a destra (che non sempre coincide con i valori più aggiornati - in particolare per M3-, da ricercare nelle tabelle relative agli ammassi) è riferita indicativamente al limite superiore della MS dei vari ammassi. Pur conservando uno spettro dei valori di massa delle stelle, l'aspetto del diagramma HR cambia se si esaminano astri grosso modo coevi e chimicamente omogenei come quelli appartenenti agli ammassi stellari. In questo caso non si popola una regione, ma si formano delle tracce (isocrone, cioè rappresentative di un insieme di stelle coeve) che attraversano varie regioni del diagramma. Nella foto sono riportate le isocrone di alcuni ammassi di età e diversa popolazione. Con l'aumentare dell'età dell'ammasso si accorcia la lunghezza della sequenza principale. Per NGC 2362 essa è completa, per h e chi Persei termina alla $M_v = -5$, per le Pleiadi $M_v = -2$, per il Praesepe e le Iadi $M_v = +1$ e per M67 $M_v = +4$.

Studiando il grafico di R. Sandage, che raggruppa ammassi con età compresa fra pochi milioni e alcuni miliardi di anni si può notare come la zona inferiore della MS sia sempre presente, mentre risulta variabile il limite superiore. Come nel diagramma H-R classico, anche in quello relativo agli ammassi la maggioranza delle stelle si trova sulla MS, in quanto è su questa fascia che si svolge il periodo maggiore della loro evoluzione, durante il quale nel nucleo avviene la trasformazione dell'H in He. Negli ammassi con MS completa (come h e chi Persei e NGC 2362) essa si presenta uniformemente popolata.

Riprendendo la relazione empirica M-L e assumendo per esemplificare che la luminosità sia proporzionale a M^4 (M.Hack, l'Astronomia. 12/81) si ottiene che il tempo di vita di una stella di MS è proporzionale a $M/L = M/M^4 = 1/M^3$ cioè all'inverso del cubo della massa (senza tenere conto della metallicità che influisce sulla luminosità di una stella, della struttura interna e delle reazioni nucleari diverse in stelle di piccola o grande massa). Si può anche scrivere in via approssimativa che $T = 10^{10} (M/M_s) / (L/L_s)$ dove T esprime un ordine di grandezza per la vita della stella, ammettendo che l'equilibrio risulterà fortemente compromesso quando 1/10 della massa si sarà trasformata in idrogeno, M_s è la massa del Sole ed L_s la sua luminosità o l'energia totale irradiata.

Ne deriva perciò che le stelle più massive sono presenti soltanto nelle MS degli ammassi più giovani e sono le prime ad abbandonarla. Come diretta conseguenza con l'aumentare dell'età dell'ammasso diminuisce il livello superiore della MS.

Dove esiste il ramo delle giganti rosse (**RGB**), quest'ultimo è collegato al punto di interruzione della MS. Per gli ammassi più giovani di M67 è visibile, fra la MS e l'RGB, la cosiddetta lacuna di Hertzsprung, tanto più larga quanto più è giovane l'ammasso (visibile in figura per h e chi Persei, M41, M11, NGC 752). In M67, dove le stelle iniziano ad uscire dalla MS a partire da 1.2 masse solari, la lacuna scompare. Questo dimostra che la rapidità di spostamento dalla MS al ramo delle giganti aumenta con la massa, e diminuisce di conseguenza il numero di oggetti e la probabilità di osservarli durante questa fase.

Nell'ammasso globulare M3 (come anche negli altri globulari) è evidente la completa assenza della prima parte superiore della MS (Blue- Straggler escluse, vedere relativa voce di glossario) mentre all'altezza del tipo F0-F5 si sviluppa un ramo verso destra e in alto (**SGB**) fino alla regione delle giganti rosse (RGB).

E' da notare inoltre che le MS di M67 e M3 hanno un punto di svolta (**Turn-off** o **TO**) quasi coincidente, ma le giganti rosse di M67 hanno $M_v = 0$ (100 volte la luminosità solare) mentre quelle di M3 arrivano a $M_v = -3$ (1000 volte quella solare).

Studi teorici che risalgono al 1955 e condotti da Hoyle e Schwarzschild rivelarono che la maggiore luminosità delle giganti rosse dei globulari rispetto a quelle degli ammassi doveva essere riconducibile ad una minore concentrazione di elementi metallici.

Le stelle dell'alone (salvo eccezioni), come i globulari, hanno una percentuale di metalli da 10-500 volte inferiore alla maggior parte delle stelle del disco (-M.Hack, l'Astronomia. 12/81- vedere in seguito percentuali indicate per popolazioni stellari). Questo fatto rende l'atmosfera stellare meno opaca e più luminosa.

Questa differenza in contenuto metallico viene fatta risalire all'epoca di formazione della Galassia. Durante le prime fasi della contrazione della protogalassia, di forma sferoidale, si sarebbero formate le stelle o gli ammassi globulari (che avrebbero poi descritto orbite variamente inclinate ed eccentriche intorno al centro galattico), che rappresentano l'attuale popolazione dell'alone (Popolazione II), con età \geq di 10×10^9 anni.

In seguito al collasso gravitazionale e alla forza centrifuga di rotazione, gran parte della massa galattica si sarebbe progressivamente addensata su un disco equatoriale appiattito dove, grazie alla concentrazione di nubi gassose, la formazione stellare sta tuttora continuando (questi astri appartengono alla Popolazione I e descrivono orbite di tipo circolare e poco inclinate sul piano equatoriale della galassia).

Durante l'evoluzione stellare avviene la nucleosintesi degli elementi più pesanti di H ed He che, tramite fenomeni esplosivi e venti stellari, vengono diffusi nel mezzo interstellare.

Nell'alone, privo di gas, la formazione stellare è cessata dopo la prima generazione. Le stelle del disco, procedendo dalle generazioni più vecchie verso le più giovani, si sarebbero quindi arricchite di elementi pesanti, mentre le atmosfere delle stelle dell'alone risultano praticamente formate dai soli componenti primitivi del gas interstellare, quali idrogeno ed elio.

Il concetto di popolazione stellare si complicò quindi ulteriormente in quanto la distinzione venne basata su almeno due parametri: l'età e la composizione chimica (la composizione chimica degli strati esterni osservabili del Sole, espressa in percentuale della massa, è la seguente: $X = 0.78$ (idrogeno); $Y = 0.2$ (elio); $Z = 0.02$ (metalli). Quella calcolata per il nucleo viene così suddivisa: $X=0.3$; $Y=0.68$; $Z=0.02$).

Nei nuclei galattici furono anche individuate stelle vecchie con abbondanze metalliche anche superiori a quella solare e denominate Super metal Rich Stars. Le popolazioni vennero infine suddivise in 5 categorie [Bu89]: I estrema, I vecchia, Intermedia, II intermedia, II estrema. Alla I estrema appartengono le stelle tipo O-B, gli ammassi aperti, le T-tauri, concentrate nelle spirali e aventi una metallicità fino a 2 volte quella solare (0.04%) e con età $< 10^8$ anni.

Alla I vecchia le nane A-F, gli ammassi aperti, concentrate a 150 pc dal disco, aventi una metallicità simile a quella solare ed età di circa 5×10^9 anni. A quella Intermedia il Sole, le nane di tipo G-M, le giganti rosse, le Cefeidi e le novae, con concentrazione a 400 pc dal disco, metallicità 0.5-1 volte quella solare ed età $< 10^{10}$ anni. Alla II Intermedia le subnane, le variabili a lungo periodo (tipo Mira Ceti), le giganti rosse, le novae, con concentrazione a 4-6 Kpc dal disco, metallicità 0.1 volte quella solare ed età di circa 10^{10} anni.

Alla II estrema gli ammassi globulari, le subnane di alta velocità concentrate a 10-20 Kpc dal disco, metallicità 0.01-0.001 volte quella solare ed età $> 10^{10}$.

Ritorniamo infine al diagramma H-R, ricordando che, oltre ad essere stato fondamentale per lo studio e la comprensione dell'evoluzione stellare, fu anche uno strumento essenziale per misurare la distanza di tutti astri fuori dalla portata del metodo diretto delle parallassi trigonometriche (limite massimo, prima dell'utilizzo del satellite Hypparcos - vedere relativa voce di glossario-, 50-100 pc). Infatti, stabilita la classe spettrale della stella (tenendo conto dell'eventuale arrossamento interstellare) è possibile ricavare, tramite il diagramma, la magnitudine assoluta. Misurata la magnitudine apparente e quindi conosciuta la quantità $m-M$ (modulo di distanza, vedere voce di glossario: Magnitudine assoluta) si ottiene la distanza dell'oggetto. Per posizionare le stelle sul diagramma al fine di ricavarne lo spettro il criterio di scelta si basa sull'aspetto delle righe spettrali che si presentano larghe nelle nane e sempre più sottili procedendo dalle giganti alle supergiganti (lo spettro di un gas rarefatto presenta righe sottili mentre quello di un gas più denso righe più larghe - vedere paragrafo relativo alle classi spettrali). Questo è il metodo di misurazione delle distanze cosiddetto delle parallassi spettroscopiche, utilizzabile fino a quando sono distinguibili stelle nelle galassie esterne (decine di milioni di anni luce). Quando le stelle sono troppo deboli per ottenerne uno spettro viene utilizzato l'indice di colore rappresentativo della temperatura.

Effetto Doppler

In ottica tale effetto causa una apparente variazione di lunghezza d'onda di una sorgente monocromatica in moto radiale (lungo la visuale) rispetto ad un osservatore o viceversa.

Quando una sorgente si avvicina all'osservatore arrivano più onde rispetto ad uno stato di quiete reciproca, la lunghezza d'onda appare quindi diminuita e spostata verso il blu; quando la sorgente si allontana arrivano meno onde e si ha un'apparente allungamento della lunghezza d'onda con spostamento verso il rosso.

Le righe spettrali appaiono spostate verso il blu o il rosso proporzionalmente alle rispettive velocità di avvicinamento e di allontanamento.

La formula che esprime la variazione di λ per velocità non relativistiche è la seguente:

$\lambda = \lambda_0 \pm \lambda_0 \times v/c$ dove λ è la lunghezza d'onda osservata, λ_0 è quella emessa e $c = 2.99792458 \times 10^{10}$ cm s^{-1} è la velocità della luce nel vuoto. I segni + e - valgono rispettivamente per sorgenti in allontanamento e avvicinamento.

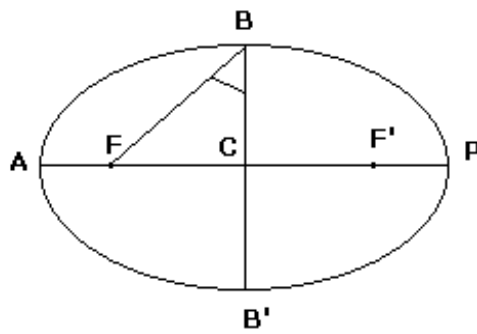
Ponendo $\lambda - \lambda_0 = \Delta\lambda$, si può scrivere che, in valore assoluto, $\Delta\lambda = \lambda_0 \times v/c$; $\Delta\lambda / \lambda_0 = v/c$; $v = \Delta\lambda \times c / \lambda_0$.

Ellisse

È il luogo dei punti di un piano per i quali è costante la somma delle loro distanze da due punti fissi detti fuochi (F ed F' , vedere figura).

Denominiamo c il segmento $FC=CF'$, a il segmento $AC=CP=BF$, che rappresenta il semiasse maggiore dell'ellisse e $b=BC=CB'$ il semiasse minore dell'ellisse. Il semiasse minore b e il segmento c si possono anche ricavare da a tramite le seguenti relazioni: $b = a \times \cos(CBF)$ oppure $b = a \times (1 - e^2)^{1/2}$, $c = a \times \sin(CBF)$. Fra a, c, b esiste la relazione $a^2 = b^2 + c^2$.

$$AC=CP=a; BC=B'C=b; FC=F'C=c$$



L'ELLISSE

L'eccentricità dell'ellisse $e = c/a$ è un valore sempre inferiore ad uno. Con l'aumentare di e aumenta anche lo schiacciamento dell'ellisse.

L'eccentricità diventa uguale a zero nel cerchio, ad uno per orbite paraboliche e maggiore di uno nel caso di orbite iperboliche.

L'angolo CBF è chiamato angolo di eccentricità, infatti $\text{sen}(CBF) = c/a = e$.

Fotoionizzazione, eccitazione "collisionale"

Tale processo avviene quando un fotone ionizza un atomo strappandone un elettrone. La maggior parte degli elettroni liberi nel gas delle nebulose planetarie è dovuto ai processi di ionizzazione degli atomi in seguito all'assorbimento di radiazione energetica (fotoni con lunghezza d'onda corrispondente ad uno dei salti possibili nello schema dei livelli energetici di quell'atomo); una parte dell'energia viene spesa nella ionizzazione, la rimanente resta all'elettrone come energia cinetica. Quando un elettrone si ricombina con un determinato atomo restituisce l'energia sotto forma di radiazione di lunghezza d'onda ben definita (fluorescenza) caratteristica del gas, in un'unica o più emissioni (uguali alla differenza delle energie dei livelli interessati dalla transizione), scendendo verso livelli energetici più bassi (diseccitazione radiativa). La radiazione emessa, limitata principalmente a strette righe spettrali, cioè a lunghezze d'onda ben definite, permette quindi di individuare univocamente il gas emittente. L'emissione di radiazione può avvenire anche a causa di "collisioni" fra atomi ed elettroni che vengono portati a livelli energetici eccitati. Gli elettroni, in gas più densi rispetto a quelli delle nebulose planetarie, ritornano più probabilmente al livello di partenza come conseguenza di un secondo "urto", senza emissione di radiazione (R. Corradi - C. Zanin, *Coelum*, n.9/98). La ricaduta spontanea dell'elettrone al livello di partenza provoca, come già ricordato, un'emissione di radiazione.

Idrogeno, livelli energetici

Rappresenta il principale costituente delle atmosfere stellari ed è responsabile di molte righe in assorbimento, tra le quali ricordiamo le serie di **Lyman**, di **Balmer** e **Paschen**.

La serie di Lyman è rappresentata da righe caratteristiche dell'idrogeno neutro (HI) rilevabili quando l'elettrone passa dallo stato fondamentale di energia a quelli superiori (L-alfa, transizione 1-2 e lunghezza d'onda 1216 Å, L-beta, 1-3, 1026 Å, L-gamma, 1-4, 973 Å, ect.) e viceversa. Esse sono rilevabili nell'ultravioletto tramite strumenti collocati fuori dagli strati assorbenti dell'atmosfera terrestre. Con l'approssimarsi del punto di ionizzazione, valore necessario per spezzare il legame esistente fra l'atomo e l'elettrone, i livelli di energia sono sempre più ravvicinati e le righe si infittiscono tendendo al valore limite di 912 Å. Per ionizzare l'atomo di idrogeno (transizione da 1 all'infinito), occorre perciò fornire un'energia corrispondente alla lunghezza d'onda di 912 Å o inferiore.

Le righe di **Balmer** (H-alfa, H-beta, H gamma e altre), caratteristiche dello spettro dell'idrogeno neutro, sono state le prime ad essere studiate in quanto occupano lo spettro visibile. Si osservano in assorbimento negli spettri stellari quando le transizioni dell'elettrone vanno rispettivamente dal secondo livello di energia ai superiori ed in emissione nello spettro di alcune nebulose quando il fenomeno avviene in senso inverso.

La riga H-alfa corrisponde al passaggio dalla transizione 2 alla 3 ed ha una lunghezza d'onda di 6563 Å (rosso), la H-beta, che corrisponde alla transizione 2-4, ha una lunghezza d'onda di 4861 Å (blu), la H-gamma, transizione 2-5, ha una lunghezza d'onda di 4340 Å (violetto). Il punto di ionizzazione tende al valore limite di 3646 Å (primo ultravioletto).

La serie di **Paschen** è caratterizzata da righe prodotte quando l'elettrone passa dal terzo livello di energia a quelli superiori (3-4, 18751Å e 3-5, 12818Å) o viceversa. Esse sono rilevabili nell'infrarosso. Il limite di ionizzazione è di 8204Å (infrarosso vicino).

Indice di colore (B-V), temperatura di colore ed efficace

Rappresenta la differenza fra le magnitudini apparenti di una stella ripresa nel blu (4430Å) e nel visuale (5540Å). L'indice di colore è tanto più negativo quanto più la stella è azzurra (rimane negativo per le classi spettrali che vanno dalla O alla B9), uguale a zero (per convenzione) per stelle bianche di classe A0 (Vega) e tanto più positivo quanto più la stella è rossa. Le polveri interstellari, poiché diffondono maggiormente le lunghezze d'onda più corte, alterano l'indice di colore arrossando la luce stellare. Esiste un massimo di assorbimento a 2200 Å, nell'ultravioletto, registrabile con le osservazioni satellitari, che consente di correggere l'arrossamento interstellare con notevole precisione (M.Hack, L'Astronomia, n.11/81). Dall'indice di colore, utilizzando riprese anche in più lunghezze d'onda (come ad es. nell'ultravioletto U - le tre bande fotometriche fondamentali costituiscono il sistema U-B-V - nel rosso R e nell'infrarosso I) oltre alle due considerate, per ottenere una maggiore precisione che consenta di tenere conto delle caratteristiche delle atmosfere stellari (ad es. della lunghezza d'onda relativa al picco di emissione oppure della discontinuità di Balmer - vedere voci di glossario "corpo nero" e "Idrogeno...") e dell'arrossamento interstellare, si ottengono una o più temperature di colore della fotosfera. Una stella ha una temperatura del colore corrispondente a quella di un corpo nero (vedere relativa voce di glossario) che presenta lo stesso rapporto fra le energie irradiate alle lunghezze d'onda utilizzate per ottenere l'indice di colore. Cioè una stella ha una determinata temperatura del colore quando la distribuzione di energia irradiata (forma della curva e non quantità di energia irradiata) ha lo stesso andamento di quella di un corpo nero alla stessa temperatura. La temperatura efficace di una stella è invece equivalente a quella di un corpo nero che irradia nell'unità di tempo e di superficie lo stesso numero di erg/sec. La radiazione emessa deriva dal contributo di diversi strati superficiali che, nel caso del Sole, sono profondi fino a 500-600 km. In linea di massima si può ritenere che l'assorbimento diventa quasi totale per quegli strati dell'atmosfera stellare che si trovano ad una profondità superiore a circa 1/1000 del raggio.

Hipparcos, cenni sugli indicatori di distanza

Il satellite astrometrico Hipparcos fu lanciato l'8 agosto 1989 e rimase operativo dal novembre 1989 al marzo 1993 (3.5 anni). Nel 1996 vennero completati due cataloghi denominati Hipparcos e Tycho.

Il catalogo **Tycho** che è un sottoprodotto dell'H. contiene circa 1.000.000 di stelle tra cui il 99.99% delle stelle più brillanti della decima magnitudine e buona parte di quelle più brillanti della 11.5.

L'**Hipparcos** contiene posizioni equatoriali, moti propri e parallassi (5 parametri astrometrici) di 118.000 stelle generalmente più luminose della decima magnitudine. La precisione dei parametri astrometrici è dell'ordine di 0.001 secondi d'arco.

Per 17.900 stelle, binarie o multiple (di cui circa 1/3 sconosciute), sono stati inclusi altri parametri. Le binarie con precisi parametri astrometrici e orbitali hanno consentito di migliorare sensibilmente la conoscenza della somma delle masse dei sistemi affinando la relazione Massa- Luminosità (M-L, vedere voce di glossario “diagramma H-R”).

Il catalogo H. fornisce anche misurazioni fotometriche con approssimazione contenuta entro 0.002 mag (mag v (visuale), indici di colore B-V e V-I -infrarosso-) che hanno consentito di scoprire 8200 nuove variabili.

Con questo catalogo è stato possibile migliorare notevolmente la precisione del sistema equatoriale di riferimento stellare (ascensione retta e declinazione, vedere CD-ROM luci dall’infinito sezione Terra) a cui fanno riferimento i moti terrestri, fino ad un’approssimazione equivalente ad una rotazione di pochi centesimi di secondo d’arco per secolo, creando un sistema quasi inerziale (assoluto) con densità di circa 3 stelle per grado quadrato.

E’ stata inoltre notevolmente migliorata la precisione dei moti propri delle stelle vicine e quindi del sistema di riferimento locale (local standard of rest) da cui si possono dedurre le rotazioni e la distribuzioni di massa della Galassia

Le stelle con misura di parallasse contenuta entro il 5% di errore sono circa 7000, fra le quali sono inclusi astri luminosi di alta sequenza principale e giganti rosse. La misura di precise parallassi per una ventina di cefeidi costituisce un notevole miglioramento per la calibrazione delle distanze cosmologiche (cioè utili per la determinazione delle distanze galattiche). Le migliori misurazioni di parallasse trigonometrica ottenute dalla Terra arrivano a 0.02” per un numero limitato di stelle entro 70 a.l (con un errore massimo che può essere stimato intorno al 40%). La determinazione delle parallassi trigonometriche è importante per la comprensione dell’evoluzione stellare e per determinare la scala cosmica delle distanze. Prima del lavoro di H. la conoscenza della magnitudine assoluta per stelle più luminose di $M = 4$ era insufficiente per stabilire l’andamento della sequenza principale (MS, vedere voce di glossario “diagramma H-R...”) verso le classi O, B, A, F e per collocare sul diagramma H-R, con una certa precisione, le subgiganti, giganti e supergiganti. Infatti i valori delle magnitudini assolute furono ricavati dalle parallassi trigonometriche di circa 1500 stelle (con errore di misurazione contenuto entro il 25%) che rendono affidabile la MS per i tipi spettrali G, K, M e magnitudini assolute $(M) > 4$, in quanto la maggior parte degli astri intrinsecamente luminosi sono più lontani di 100 pc (con H. si sono ottenute precise parallassi per distanze generalmente superiori a 100 pc che, per alcune stelle, arrivano fino a 500 pc). Per inserire nel diagramma H-R le classi spettrali mancanti furono utilizzate le parallassi di gruppo o statistiche ([Ri95], [Ro85]) e fu ipotizzato che le sequenze principali di alcuni ammassi aperti, come le Pleiadi, coincidessero nella parte bassa del diagramma H-R con quella delle Iadi, per le quali fu misurata la distanza per via trigonometrica. La parte alta della MS così ricavata fu poi utilizzata per attribuire una magnitudine assoluta e quindi una distanza per le stelle luminose di tipo spettrale simile (parallassi spettroscopiche, vedere voce di glossario: Diagramma H-R). Gli astri la cui distanza è stata ricavata direttamente con metodi trigonometrici, oppure grazie, ad es., al diagramma H-R, le parallassi di gruppo e quelle dinamiche (ricavate dai sistemi binari), vengono chiamati indicatori primari. Con questi indicatori possono essere misurate le distanze intergalattiche e delle galassie più vicine. Per la misurazione delle distanze degli ammassi di galassie si utilizzano gli indicatori secondari, calibrati quindi sui valori ricavati dai primari. A loro volta gli indicatori chiamati terziari, calibrati sui secondari, consentono di ricavare le distanze degli ammassi più lontani. E’ ovvio che la precisione dei metodi utilizzati diminuisce progressivamente procedendo dagli indicatori primari ai terziari. Ricordiamo a titolo di esempio, che quando l’errore di partenza può essere stimato intorno al 20% con gli indicatori primari, gli errori sistematici associati alle distanze ricavate con indicatori secondari possono arrivare anche al 100% di incertezza. Fra gli indicatori primari ricordiamo le cefeidi, le RR Lyrae, le novae, le supernovae (per alcuni autori classificate come indicatori secondari), le supergiganti di spettro A-B. Fra i secondari annoveriamo le regioni HII (idrogeno ionizzato) delle galassie, gli ammassi globulari, le supergiganti blu e

rosse, il metodo di Tully Fischer (per maggiori chiarimenti sugli indicatori di distanza vedere il CD-ROM "Luci dall'infinito" e gli articoli citati in bibliografia). L'importanza che risiede nella misurazione delle distanze di lontane galassie (almeno 100 Mpc - milioni di pc) è legata alla determinazione della costante di Hubble (H_0 - vedere voce di glossario "Legge di Hubble...").

Legge di Hubble, densità critica, distanze cosmologiche,

Nel 1912 V.M. Slipher notò uno spostamento sistematico verso il rosso negli spettri di un campione di 24 galassie. Nel 1924 E.P. Hubble e L. Humason calcolarono la distanza di un certo numero di galassie (utilizzando indicatori di distanza quali le Cefeidi, le regioni III, e la luminosità galattica integrale - vedere CD-ROM "Luci dall'infinito", voce di glossario "Hipparcos..." e articoli bibliografia -) e ottennero la misura dello spostamento verso il rosso dei loro spettri, da cui ricavarono le velocità radiali rispetto alla Terra. Tale lavoro fu ripetuto da Hubble nel 1928 per un altro campione di 43 galassie dell'ammasso della Vergine.

Escludendo i moti locali delle galassie più vicine, le righe spettrali di tutte le altre risultarono sempre spostate verso il rosso (redshift) in ragione direttamente proporzionale all'aumentare della distanza. Hubble ne dedusse che, per effetto Doppler (vedere relativa voce di glossario), la velocità radiale delle galassie cresceva proporzionalmente al crescere della distanza. Questo moto relativo delle galassie (valido per qualsiasi osservatore su qualsiasi altra galassia in quanto la velocità di allontanamento è proporzionale alla distanza) venne attribuito ad un moto di espansione dell'universo.

Il redshift cosmologico si esprime con $z = \Delta\lambda / \lambda_0 = v/c$ oppure $v = c \times z$ (il redshift, non è causato da effetto Doppler dovuto alla velocità di allontanamento ma da un effetto relativistico) dove $c = 2.99792458 \times 10^{10} \text{ cm s}^{-1}$ è la velocità della luce nel vuoto. La legge di Hubble viene espressa dalla seguente relazione $v = d/T = H \times d$, dove H è la costante di Hubble, d la distanza dall'osservatore in Mpc (1 Megaparsec = 10^6 parsec).

La costante $H = 1/T$, con $T = 1/H$ è chiamata l'età di Hubble che, nel caso di un'espansione a velocità costante, è uguale all'età dell'universo, cioè al tempo che avrebbe impiegato una qualsiasi galassia a percorrere la distanza d a partire da un istante iniziale in cui tutto l'universo sarebbe stato concentrato in un volume piccolissimo (secondo la teoria del **Big-Bang** l'universo avrebbe avuto origine da un'immane "esplosione" che avrebbe segnato l'inizio dell'espansione cosmica da una singolarità a densità e temperatura elevatissime. I termini tempo e spazio acquistano significato solo con l'evento iniziale del Big-Bang). Se invece l'espansione venisse rallentata dalla mutua attrazione gravitazionale delle galassie l'età effettiva dell'universo sarebbe inferiore a T . Oggi si ritiene che H sia compreso fra circa 50 e 100 $\text{km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ (Hubble ricavò il valore di $522 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$). Si ricava che $H = (50 \text{ oppure } 100) / (10^6 \times 3,0857 \times 10^{13} \text{ km}) = 1.62 \times 10^{-18} \text{ s}^{-1}$ o $3.24 \times 10^{-18} \text{ s}^{-1}$ dove 10^6 rappresenta 1 Mpc, $3,0857 \times 10^{13}$ sono i km contenuti in un pc. Il valore di T ricavato, considerando un'espansione costante, è $T = 1 \text{ Mpc} / H = 10^6 \times 3,0857 \times 10^{13} \text{ km} / (50 \text{ oppure } 100 \times 3,156 \times 10^7) = 20 - 10$ miliardi di anni, dove $3,156 \times 10^7$ sono i secondi contenuti in un anno.

Una volta conosciuta con precisione la costante di Hubble, la relazione $v = H \times d$, che la lega la distanza alla velocità radiale, diventa fondamentale per la misurazione delle distanze cosmiche. Infatti conosciuto lo spostamento verso il rosso e quindi la velocità radiale di una galassia si può ricavare la sua distanza applicando la formula conosciuta nell'incognita $d = v/H$.

Questa relazione è applicabile fino a $z \leq 0.1$ cioè per $v \leq 30.000 \text{ km/s}$; per $z \geq 0.1$ si dovrà applicare la formula relativistica $z = ((c+v)/(c-v))^{1/2} - 1$, da cui $v = (2 \times c \times z + c \times z^2) / (2 + 2 \times z + z^2)$, che si riduce alla $z = v/c$ per $z \leq 0.1$.

Per ottenere il valore esatto della distanza d , quando $z \geq 0.1$ si deve tenere conto anche delle caratteristiche metriche dei vari modelli di universo e, in sostituzione della relazione $d = v/H$, devono essere applicate, le

seguenti formule relativistiche [Na83]:

$D(t_0) = 2 \times c/H \times (1 - 1/\ddot{O}(1+z))$ per il modello di universo piatto di Einstein-De Sitter

$D(t_0) = c/(H \times q_0^2) \times (q_0 \times z + (q_0 - 1) \times ((1 + 2 \times z \times q_0)^{1/2} - 1))$ per i due modelli di universo chiuso e aperto.

Dove q_0 è il cosiddetto parametro di decelerazione e $D(t_0)$ è la distanza alla quale si trova attualmente la sorgente che noi vediamo. A tale distanza essa non risulta ancora visibile perché la sua luce sarà percepita in futuro.

Si pensa generalmente che, a causa della massa presente nell'universo, l'espansione sia soggetta ad un'accelerazione negativa (-a) cioè ad una decelerazione alla quale viene collegato $q_0 = -a / (H^2 \times d)$ che rappresenta un numero adimensionale. Per $q_0 > 0.5$ l'espansione si arresterà e seguirà una nuova contrazione (universo chiuso e a geometria sferica - analoga nel caso bidimensionale alla superficie di una sfera), per $q_0 < 0.5$ l'espansione rallenterà ma sarà infinita (universo aperto e a geometria di tipo iperbolico - analoga nel caso bidimensionale alla superficie di una sella); per $q_0 = 0.5$ la velocità di espansione tenderà a zero al tendere all'infinito dell'età dell'universo (universo a curvatura nulla o piatto, a geometria euclidea - modello di Einstein-De-Sitter).

Il parametro q_0 è naturalmente anche collegato alla densità media dell'universo ρ . Se ρ è inferiore ad una determinata densità critica $r_c = 3 \times H^2 / (8 \times \pi \times G)$ (dove $G = 6.67 \times 10^{-8} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1} \text{ g}^{-3}$, oppure $6.67 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ s}^{-1} \text{ kg}^{-1}$, è la costante di gravitazione universale) l'energia cinetica prevarrà su quella potenziale e l'universo continuerà ad espandersi all'infinito (universo aperto).

Alla massa complessiva dell'universo contribuisce anche la materia oscura (vedere bibliografia). La quantità Ω_M esprime il rapporto ρ/ρ_c tra la densità media dell'universo e quella critica. Per $\Omega_M > 1$ l'universo è chiuso, per $\Omega_M = 1$ piatto, per $\Omega_M < 1$ aperto. Tra Ω_M e q_0 esiste la relazione $q_0 = W_M/2$. Si dimostra che $2 \times q_0 = \rho/\rho_c$, allora $W_M = r/r_c = (8 \times \pi \times G)/(3 \times H^2) \times \rho$. Dalle osservazioni si ricava che con il contributo della sola materia visibile Ω_M è compreso fra 0.003 e 0.01. Tenendo conto del contributo della materia oscura presente negli aloni delle galassie e all'interno degli ammassi, stimata dai suoi effetti gravitazionali sui moti galattici, il valore di Ω risulta compreso fra circa 0.2-0.4 (anche per gli autori che considerano $\Omega_M > 0.4$, il suo valore non dovrebbe superare di molto l'unità). La teoria dell'universo inflazionario (formulata a sostegno della teoria del Big-Bang) prevede $\Omega_M = 1$. Perciò, stando alle osservazioni, la materia oscura dovrebbe contribuire per il 99% alla massa complessiva dell'universo (recenti studi, che escludono $\Omega_M = 1$, assumono una costante cosmologica Λ diversa da zero - introdotta e successivamente rifiutata da Einstein per giustificare l'esistenza di un universo statico [Ca87]. Tale costante equivalente ad un'energia e quindi ad una densità viene espressa dal parametro W_L e corrisponde ad un'accelerazione dell'espansione cosmica. Tale accelerazione si contrappone alla decelerazione introdotta dal parametro Ω_M , legato alla densità materia. Introducendo un valore di Λ diverso da zero si possono ottenere altre soluzioni per un universo piatto, diverse da quella di Einstein-de Sitter, in grado di soddisfare il modello inflazionario che, nel caso di $\Lambda \neq 0$, richiede $W_M + W_L = 1 - R$. Gratton l'Astronomia n.210/2000-).

Applicando la relazione che esprime la densità critica $\rho_c = 3 \times H^2 / (8 \times \pi \times G)$ per $H = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ (utilizzando per H il valore già trovato di $1.62 \times 10^{18} \text{ s}^{-1}$) e per $H = 75$, otteniamo due valori di circa $4.7 \times 10^{-30} \text{ g cm}^{-3}$ (3 protoni per mc) e $1 \times 10^{-29} \text{ g cm}^{-3}$ (5 protoni per mc). La densità critica ρ_c si può anche scrivere come $\rho_c = 2 \times 10^{-29} \times h^2 \text{ g/cm}^3$ dove h è la costante H in unità di 100 km e quindi compresa fra 0.5-1.

Proviamo a calcolare il valore ipotetico di Ω assumendo che la densità media dell'universo sia compresa fra 10^{-29} e $10^{-31} \text{ g cm}^{-3}$ e quindi conosciuta con un fattore 100 di incertezza [Ha95].

Applicando, per $H = 50$, la $\Omega_M = (8 \times \pi \times G)/(3 \times H^2) \times \rho$, otteniamo il valore di $2.1 \times 10^{29} \times \rho$. Dove per $\rho = 10^{-31} - 10^{-29}$, il parametro $\Omega_M = 0.02 - 2.1$. Per $H=75$, $\Omega_M = 9.5 \times 10^{28} \times \rho$, da cui $\Omega_M = 0.001 - 0.9$. Riprendiamo il caso di un universo piatto (previsto dalla teoria dell'universo inflazionario) per cui è $q_0=0.5$,

oppure $\Omega_M = 1$ o anche $K = 0$. (K è un parametro a cui si dà per convenzione il segno negativo, che descrive il modello e la geometria dell'universo ed esprime l'energia cinetica e potenziale delle particelle. Per $K > 0$ l'energia totale è negativa e perciò l'energia potenziale supera quella cinetica -universo chiuso-; per $K = 0$ l'universo è piatto e per $K < 0$ l'universo è aperto).

Oltre alla relazione già ricordata $D(t_0) = 2 \times c/H \times (1 - 1/\ddot{O}(1+z))$ (dove per il calcolo $c = 1$) valida per un universo piatto a geometria euclidea scriviamo anche le seguenti (A. Masani l'Astronomia n.95/90):

$$t_0 = 2/(3 \times H_0);$$

$$D(t_e) = D(t_0)/(1-z);$$

$$t_e = 2/(3 \times H_0) \times 1/\ddot{O}(1+z)^3;$$

$$v = 2 \times (\ddot{O}(1+z) - 1)$$

dove $D(t_0)$, come già ricordato, è la distanza alla quale si trova attualmente l'oggetto, t_0 è l'età attuale dell'universo, $D(t_e)$ è la distanza a cui si trovava l'oggetto al tempo di emissione della luce che attualmente percepiamo, t_e rappresenta il tempo trascorso dal Big Bang a quando avviene l'emissione di luce della sorgente che oggi percepiamo, v è la sua velocità al tempo di emissione della luce.

Le distanze $D(t_0)$ e $D(t_e)$ ricavate per $z \leq 0.1$ praticamente coincidono. Assumendo $H = 50 \text{ km s}^{-1}$ (utilizzando per H il valore già trovato di $1.62 \times 10^{-18} \text{ s}^{-1}$) troviamo per l'età attuale t_0 il valore di 13 miliardi di anni. Per gli oggetti con $z = 1.2$ troviamo una $D(t_0) = 12.38 \times 10^9$ a.l. (come già ricordato a tale distanza non sono attualmente visibili, ma lo saranno in futuro). Quando hanno emesso la luce che percepiamo attualmente si trovavano ad una $D(t_e) = 5.63 \times 10^9$ a.l. Applicando le formule (sempre per $H=50$) si ricava che questi oggetti sono alla massima distanza da noi fra quelli che ci hanno inviato la luce che percepiamo. Risulta infatti che tutti quelli con z minori o maggiori di 1.2, all'istante di emissione della luce che noi riceviamo, erano più vicini di 5.63×10^9 a.l.

Naturalmente la distanza $D(t_0)$ e la velocità v crescono all'aumentare di z . Per $z < 1.2$ le velocità di allontanamento sono minori rispetto a quella della luce, per $z > 1.2$ maggiori di c . Tanto più il valore di z è elevato tanto più sarà elevata la velocità dell'espansione cosmica al tempo dell'emissione, che può superare quella della luce, e tende all'infinito per t_e che tende a 0. Non c'è contraddizione con la teoria della relatività che postula come velocità limite, per un corpo in moto nello spazio, quella della luce, ma non esclude che questa velocità possa essere superata a causa dell'espansione dell'universo.

Nell'epoca corrispondente ad un tempo cosmico t_e inferiore a circa 400.000 anni (secondo le ipotesi fatte per $H = 50$ e $q_0 = 0.5$, per $H=100$ $t_e = 200.000$ anni - per alcuni autori $t_e = 100.000$ anni) la temperatura, a causa dell'espansione, diminuì fino a circa 4500-3000 °K. A queste temperature si ritiene avvenne la **ricombinazione del plasma** (cioè gli elettroni furono catturati stabilmente dagli ioni), con la formazione di atomi neutri, condizione necessaria per rendere il gas, e quindi anche l'universo, trasparente alla radiazione (fotoni). In quest'epoca avvenne il **disaccoppiamento fra radiazione e materia** (che si trovavano in equilibrio termodinamico) e il passaggio da un universo dominato dalla radiazione ad uno dominato dalla materia [Ha95].

A temperature più elevate di 3000-4500 °K, l'universo era composto da un plasma costituito da ioni ed elettroni liberi (non indaghiamo sulle particelle e temperature presenti nei primissimi istanti di vita dell'universo). Questi ultimi interagivano con le onde elettromagnetiche assorbendole e riemettendole in tutte le direzioni (come avviene nella fotosfera delle stelle responsabile dello spettro continuo - vedere paragrafo sulle classi spettrali). Essendo quindi impossibile la propagazione di onde luminose l'universo era opaco alla radiazione. In queste condizioni un osservatore vedrebbe una sfera luminosa centrata su di lui di raggio uguale alla distanza libera percorsa dai fotoni.

Dall'epoca della ricombinazione del plasma la temperatura della radiazione continuò a diminuire a causa dell'espansione cosmica fino al valore odierno di circa **2.7 °K**, previsto dalla teoria (valore corrispondente

a quello della radiazione di corpo nero alla stessa temperatura). L'osservazione di questa **radiazione di fondo** con alto grado di isotropia in tutte le direzioni è la prova forse più convincente a sostegno della teoria del Big-Bang (i valori relativi alla temperatura e alla distribuzione della radiazione di fondo - chiamata anche **radiazione fossile** - sono stati ricavati con estrema precisione dal satellite COBE alla fine degli anni 80). Questa radiazione di cui osserviamo attualmente la luce costituisce la cosiddetta fotosfera cosmica (perché corrisponde alla temperatura di 3000-4500 °K simile a quella di una fotosfera stellare [Gr92]) che rappresenta il limite osservabile dell'universo. Essa rappresenta l'universo all'epoca di $t_b - t_e = 13 \times 10^9 - 400.000 \cong 13 \times 10^9$ anni fa (sempre secondo le ipotesi fatte). A causa del redshift cosmologico la temperatura della fotosfera cosmica si trova spostata verso il rosso fino a circa $z=3000/3=1000$ o $z=4500/3=1500$, dove 3 °K è il valore approssimato della radiazione di fondo (z può essere espresso come rapporto di temperature in quanto la lunghezza d'onda a cui avviene la massima emissione è inversamente proporzionale alla temperatura -I legge di Wien, vedere voce di glossario: corpo nero). Come appena ricordato e' impossibile osservare ad epoche precedenti un tempo corrispondente a $z = 1000-1500$, ma può essere superato il limite attuale di circa $z = 4-4.5$ (al 2000, il quasar più lontano ha uno $z = 5.8$ e la galassia più lontana uno $z=6.7$), per il quale esistono già galassie e radiosorgenti, sperando di vedere oggetti nell'intervallo compreso fra $z = 5-1000$, dove può essere possibile osservare la formazione delle galassie e cercare di capire come, da una radiazione di fondo isotropica, si siano originate le disomogeneità che hanno portato alla formazione dell'universo attuale.

Luminosità intrinseca - emittanza, costante solare

Rappresenta il numero di erg/sec emessi dalla superficie di una stella in tutte le direzioni e sull'intero spettro elettromagnetico, esteso dalle onde radio ai raggi gamma.

L'emittanza (o irraggiamento bolometrico) si esprime con la seguente relazione $L = 4 \pi r^2 \sigma T^4$ erg sec^{-1} dove r è il raggio della stella, σ è la costante di Stefan-Boltzmann = 5.6992×10^{-5} erg $\text{cm}^2 \text{K}^{-4}$, T è la temperatura efficace in °K (vedere voce di glossario: Temperatura efficace). Il potere emissivo varia con la legge di Stefan-Boltzmann $L = \sigma T^4$ (vedere voce di glossario: corpo nero).

La costante solare rappresenta il numero di calorie che arrivano in un minuto su un cm^2 di superficie esposta normalmente ai raggi solari fuori dall'atmosfera. Il suo valore è circa $S = 2 \text{ cal cm}^{-2} \text{ min}^{-1} = 0.136 \times 10^7 \text{ erg sec}^{-1} \text{ cm}^2$. Moltiplicando tale valore per l'area della sfera avente per raggio la distanza Terra-Sole, $d = 149,6 \times 10^{11}$ cm, otterremo la luminosità solare: $L_s = 4 \pi d^2 S = 3.8 \times 10^{33} \text{ erg/s}$. L'energia irradiata per cm^2 di superficie solare si ottiene dal rapporto $4 \pi R_s^2 \sigma T^4 / (4 \pi d^2 S)$ dove R_s è il raggio solare = 6.96×10^{10} cm; da questo rapporto si ottiene che $\sigma T^4 = 0,136 \times 10^7 \times d^2/R^2 \cong 6.2 \text{ Kw erg sec}^{-1} \text{ cm}^2$. Il rapporto $R/d = \text{tg } \alpha \cong \alpha$ è il raggio angolare del Sole espresso in radianti. E' infine possibile ricavare la sua temperatura efficace $T_{e_s} = \sqrt[4]{(S/(a^2 \sigma))}$, ottenibile anche dalla relazione $T_{e_s} = L_s/(4 \pi R_s^2 \sigma) \cong 5800 \text{ °K}$. Per conoscere il potere emissivo di una stella non è necessario conoscere i singoli valori d ed R ma è sufficiente conoscere il loro rapporto cioè il raggio angolare α . Grazie alle tecniche interferometriche è possibile ottenere la misura di questo valore solo per qualche decina stelle molto vicine e di grandi dimensioni. Anche il valore di S, considerata l'esiguità della misura, è ottenibile solo per un numero molto ridotto di stelle. Il raggio può essere ricavato indirettamente, utilizzando la relazione conosciuta che esprime l'emittanza L, note la magnitudine assoluta, da cui si ricava la luminosità, e la temperatura del colore (ammettendo che questa non differisca troppo da quella efficace). La precisione della misura diretta dei raggi non è in generale maggiore di quella ricavata indirettamente come sopra descritto.

Per concludere ricordiamo che la relazione $L = 4 \pi r^2 \sigma T^4$ può essere utile in prima approssimazione per determinare i raggi stellari. Infatti dal rapporto fra l'emittanza riferita ad una stella qualsiasi e quella relativa al Sole otteniamo che $r/R_s = (T_{e_s}/T_e)^2 \sqrt{L/L_s}$ [Ri95].

Magnitudine apparente

Nel II secolo a. C. Ipparco suddivise in 6 grandezze di luminosità le 1080 stelle visibili ad occhio nudo incluse nel suo catalogo. Le stelle più brillanti formavano la prima classe, quelle di sesta l'ultima classe visibile ad occhio nudo. Fra una classe e la successiva di valore numerico maggiore, lo stimolo luminoso approssimativamente si dimezzava. Intorno al 1850, dopo 2000 anni dalla prima classificazione empirica, venne stabilito, con l'utilizzo dei fotometri, che le stelle di prima grandezza sono 100 volte meno luminose delle stelle di sesta. La differenza fra due magnitudini successive risulta quindi di 2.512 (radice quinta di 100). Il valore convenzionale di 2.512, scelto fra una magnitudine e la successiva, rispetta approssimativamente l'antica suddivisione basata sulle sensazioni fisiologiche dell'occhio. Infatti di fronte ad un aumento (o diminuzione) dell'intensità luminosa del doppio non corrisponde uno stimolo doppio, ma una variazione di luminosità che segue un andamento logaritmico, cioè l'intensità della sensazione luminosa è proporzionale al logaritmo dello stimolo. Assume lo stesso significato affermare che ad una crescita aritmetica delle sensazioni (le magnitudini) corrisponde una crescita geometrica degli stimoli. Pogson nel 1850, sulla base di studi psico-fisiologici condotti da Fechner, ricavò la seguente relazione fra le magnitudini stellari apparenti:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \times \log I_1/I_2; \quad I_1/I_2 = 10^{-0.4 \times (m_1 - m_2)}$$

dove $m_1 - m_2$ = differenza di magnitudine, I_1/I_2 = rapporto fra gli stimoli luminosi o flussi ricevuti (erg sec^{-1})

La differenza di luminosità fra due stelle di magnitudine m ed $m + 1$, che corrisponde ad uno stimolo luminoso 2.512 maggiore (o $1/2.512$ minore fra m ed $m - 1$), si calcola applicando la precedente relazione: $I_1/I_2 = 10^{-0.4 \times (-1)} = 10^{0.4} = 2.512$. Per conoscere la differenza di luminosità fra due sorgenti luminose si può anche scrivere $I_1/I_2 = 2.512^n$ dove n è la differenza in magnitudini espressa in valore assoluto.

Per il fatto che alcune stelle, considerate da Ipparco di prima grandezza, erano in realtà più luminose, la scala venne estesa verso le magnitudini negative. Sirio, la stella apparentemente più luminosa del cielo, ha una magnitudine di -1.44, la Luna Piena di -12.6, Il Sole di -26.8.

Sirio è perciò più luminosa di $10^{-0.4 \times (-1.44 - 6)}$ oppure $2.512^{(6 - (-1.44))} = 946$ volte rispetto ad una stella di mag. 6. Come già ricordato gli astri più deboli visibili ad occhio nudo arrivano alla sesta magnitudine (fino alla settima in cieli molto scuri). Con i maggiori telescopi esistenti sulla Terra è possibile registrare fotograficamente oggetti fino alla mag. 24-25, con l'Hubble Space Telescope tale limite si spinge fino alla mag. 28-29. Le stelle e gli oggetti celesti visibili aumentano vertiginosamente al crescere della magnitudine. Entro la quinta magnitudine sono visibili 1030 stelle, che diventano circa 15.000.000 entro la mag. 15 e 890.000.000 spingendoci fino alla 21.

Magnitudine assoluta (M):

La magnitudine assoluta è la luminosità di una stella portata alla distanza di 10 parsec (32.6 a.l) dalla Terra. Le relazioni che consentono di ricavare la magnitudine assoluta da quella apparente sono le seguenti:

$$M = m + 5 + 5 \times \log (p); \quad M = m + 5 - 5 \times \log d \quad \text{oppure} \quad m - M = -5 + 5 \times \log d \quad \text{da cui si ricava}$$
$$d = 10^{(m - M + 5)/5}$$

dove M = magnitudine assoluta, m = magnitudine apparente, $m - M$ = modulo di distanza, $p = 1/d$, parallasse annua di una stella in secondi d'arco, d = distanza della stella in parsec. Dalla seconda relazione (formula chiave per la determinazione della distanza con metodi fotometrici, fra i quali è incluso quello

spettroscopico, vedere voce di glossario "diagramma HR..."), nota la magnitudine assoluta, è possibile quindi ricavare la distanza **d**. La magnitudine assoluta del Sole è 4.83 (mag. apparente -26.8), quella di Sirio (alfa CMA) +1.4 (mag. app.-1.47), mentre per Rigel (beta Ori) tale valore è -7.1 (mag. app.0.12v?)

Magnitudine assoluta bolometrica (M_{bol})

La M_{bol} esprime la misura del flusso integrale emesso da una stella sull'intero spettro elettromagnetico. La correzione bolometrica è la differenza fra la magnitudine fotovisuale (M_{iv}) e la magnitudine bolometrica, cioè $C.B. = M_{iv} - M_{bol}$. Tale correzione è minima per stelle di tipo F0-F5 (a seconda degli autori) per le quali viene assunta uguale a zero. Per tutte le altre classi spettrali è negativa. Alcuni valori di correzione bolometriche calcolati teoricamente per l'emissione di corpo nero sono i seguenti: -5.4 per una temperatura efficace di 63.000 °K, -4.55 per 50.000 °K, -2.65 per 20.000 °K, -1.3 per 15.800 °K, -0.36 per 10.000 °K, -0.02 per 6000 °K, -0.08 per 5770 °K (Te del Sole), -1 per 4000 °K, -2.5 per 3000 °K, -4 per 2500 °K [Ba99], [Ba-Ko-Mo84]. Alcuni valori di C.B. per alcune classi spettrali sono i seguenti (quelli forniti da [Ba99] sono calcolati con l'utilizzo dei satelliti artificiali):

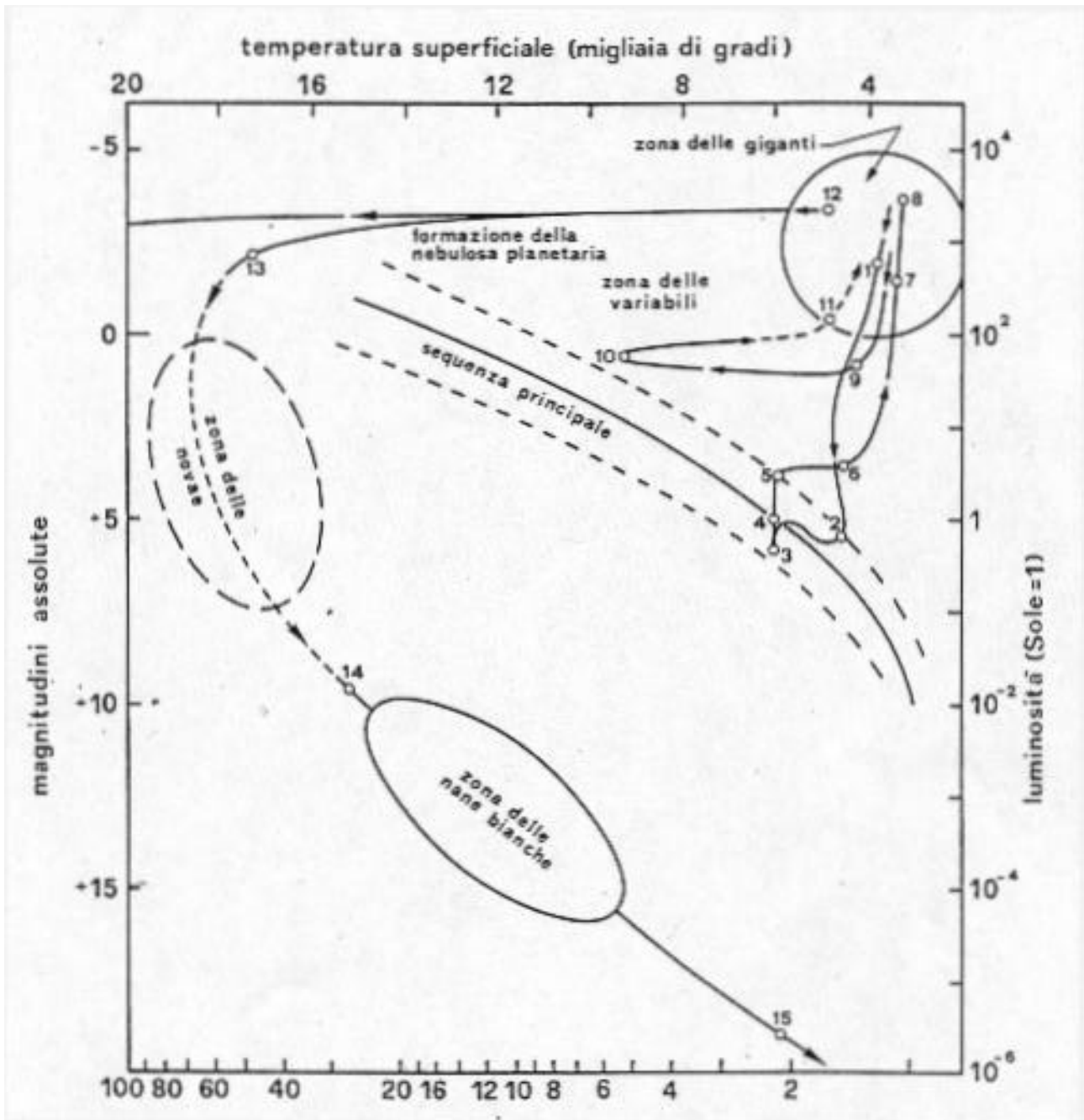
	O3	O5	B0	B5	A0	A5	F0	F5	G0	G5	K0	K5	M0	M5
[Ba99]		-4			-0.4			0.0			-0.99			-2.3
[Ha85]		-6.12	-3.22	-1.92	-0.81	-0.31	0.0	-0.04	-0.06	-0.1	-0.11	-0.85	-1.43	-3.1

	O3I	O9Ib	B5Ia	M2I	M5II -III
J.Kaler Bibliografia	-5	-3.1	-1	-1.3	>3

Per il Sole che è di tipo spettrale G2 la $M_{bol} = +4.75$ [Ha85], [Ba99], [Pe85], [Ro79]. La correzione bolometrica risulta essere $C.B. = 4.75 - 4.83 = -0.08$ dove 4.83 è la M_v del Sole. Esprimendo la luminosità L (vedere voce di glossario: Luminosità intrinseca...) di una stella in unità solari si ricava la seguente relazione fra luminosità e grandezza assoluta bolometrica: $M_{bol} - M_{bol(Sole)} = -2.5 \times \log L/L_s$ da cui $M_{bol} = +4.75 - 2.5 \times \log L/L_s$ (vedere relazione di Pogson nella voce di glossario: Magnitudine apparente) dove L_s è la luminosità solare. Si ricava anche che $L/L_s = 10^{(4.75 - M_{bol})/2.5}$.

Magnitudine visuale integrata:

Magnitudine dell'oggetto considerato idealmente concentrato in un punto. La magnitudine superficiale media per primo d'arco quadrato si calcola nel modo seguente: $M_m = M_i + 2.5 \times \log a$, dove M_m = magnitudine per primo d'arco quadrato, M_i = mag. integrata, a = area complessiva oggetto in primi quadrati. La formula è puramente indicativa per la diversa distribuzione luminosa dei vari oggetti.



Evoluzione di una stella con massa simile a quella solare ([Ri95] fino al punto 12). La scala delle temperature è quella superiore, dal punto 13) è riferita a quella inferiore. Le diverse fasi evolutive di una stella di massa solare sono così suddivise:

1) protostella ubicata nella regione delle giganti rosse del diagramma HR. (temperatura al centro di $150.000\text{ }^\circ\text{K}$, alla superficie $3.500\text{ }^\circ\text{K}$ e diametro di $100 \times 10^6\text{ km}$); 2) (ZAMS) ingresso in sequenza principale (MS) dopo 10 milioni di anni, temperatura centrale $10 \times 10^6\text{ }^\circ\text{K}$, inizio fusione $\text{H} \rightarrow \text{He}$ (dalla teoria di C. Hayashi è possibile calcolare il tempo necessario perché una massa si contragga fino a raggiungere il raggio e la luminosità di una stella di MS); 3) posizione in MS dopo 27×10^6 anni; 4) posizione dopo 4.5×10^9 anni (Sole). 5) (Turn-Off o TO) Fine bruciamento $\text{H} \rightarrow \text{He}$ nel nucleo (età 9.2×10^9 anni), uscita dalla MS, diametro di circa $2 \times 10^6\text{ km}$ e luminosità 1.5 volte quella solare; 5-6) (SGB) diametro di $3 \times 10^6\text{ km}$, luminosità come al punto 5); 6-8) (RGB) arrivata al punto 7) la stella è una gigante rossa, al punto 8) si verifica il flash dell'He, il suo diametro è di $150 \times 10^6\text{ km}$; 8-9) Discesa nel ramo orizzontale delle giganti (HB); 9-10) (HB); 10-11-?) (AGB) ramo asintotico delle giganti; 12-13) fase di perdita dell'involucro gassoso, formazione della nebulosa planetaria, temperatura superficiale finale della stella uguale a quella del nucleo (dell'ordine di $10\text{-}20.000\text{ }^\circ\text{K}$ fino a $100.000\text{ }^\circ\text{K}$); 13-15) la stella diventa una nana bianca e si raffredda lentamente fino a scomparire all'osservazione visuale come nana nera, in tempi dell'ordine del miliardo di anni.

Per conoscere il significato delle abbreviazioni in grassetto fare riferimento al testo seguente e alla voce di glossario "Diagramma H-R...".

Quanto segue è la descrizione, per sommi capi, dell'evoluzione di una stella verso lo stadio di nebulosa planetaria.

Queste nebulose rappresentano la fine di stelle di massa compresa fra 1 e 5-8 masse solari. Nei dischi delle galassie a spirale esse contribuiscono a rifornire il mezzo interstellare per circa il 35% del gas emesso nei processi di evoluzione stellare (tale contributo è dominante nelle regioni centrali delle galassie).

La permanenza in sequenza principale (MS) per una stella di tipo solare, cioè la fase durante la quale l'energia è prodotta dalla trasformazione di H in He nel nucleo, è stimata in 9-11 miliardi di anni (periodo equivalente al 71% dell'intera evoluzione stellare - R. Corradi, C. Zanin, *Coelum*, n.7/98 - o secondo altri autori al 90% [Ri95]. Tale valore è anche variabile in funzione dell'opacità stellare). Una volta entrata in MS la stella diventa un sistema autoregolato in equilibrio idrostatico. Se l'energia prodotta nel nucleo dovesse diminuire verrebbe a meno l'equilibrio idrostatico (cioè l'equilibrio tra la forza gravitazionale e la pressione dei gas), ed inizierebbe un fase di contrazione gravitazionale delle masse sovrastanti il nucleo, con un conseguente aumento di pressione, temperatura e produzione di energia e una successiva espansione fino al raggiungimento di una nuova condizione di equilibrio. Ad un aumento della produzione di energia seguirebbe una dilatazione dell'involucro stellare, una diminuzione della pressione del gas, della temperatura, della produzione di energia, con una successiva contrazione e il ripristino delle condizioni iniziali.

Quando l'H presente nel nucleo si è trasformato in He (circa 1/10 della massa complessiva di H) cessa la produzione di energia (in un raggio pari ad 1/6 di quello solare viene prodotto l'80% di tutta l'energia emessa [Ri95]), la temperatura e la pressione centrali diminuiscono e il nucleo, venendo a mancare l'equilibrio idrostatico inizia a precipitare verso il centro sotto l'azione della gravità (uscita dalla sequenza principale, punto di **Turn Off**). Questa contrazione determina un riscaldamento di un guscio (shell spessa qualche migliaio di km) di H esterno al nucleo di He, fino ad innescare una nuova reazione di fusione (fase **SGB**). Il nucleo di He contiene ¼ della massa totale della stella e il suo diametro è compreso fra 1/100 e 1/1000 di quello complessivo. Per smaltire l'aumento di produzione di energia (centinaia di volte superiore a quella prodotta durante la fase di sequenza principale) la stella si espande risalendo il diagramma di H-R lungo il ramo delle giganti rosse (**RGB**), aumentando le sue dimensioni fino a 100-200 raggi solari (1 unità astronomica). Il periodo che intercorre tra l'esaurimento dell'H nel nucleo e la trasformazione di una stella (di massa solare) in una gigante rossa occupa circa il 24% dell'intera evoluzione stellare (valore variabile in funzione dell'opacità stellare). Il nucleo di He continua ad accrescersi e contrarsi fino a quando la temperatura centrale della stella arriva a 100×10^6 °K, valore che innesca la fusione dell'He in C. Nelle stelle di piccola massa (minore di 2 masse solari) l'innesco della fusione dell'He non si verifica in modo "quieto", con un espansione del nucleo fino al raggiungimento dell'equilibrio idrostatico. Il nucleo, a causa dell'elevatissima densità, va incontro ad un fenomeno di degenerazione elettronica (la degenerazione avviene prima per gli elettroni che per i nuclei); in queste condizioni gli elettroni possono sostenere l'equilibrio stellare sviluppando una pressione molto elevata, indipendente dalla temperatura. In tali condizioni le proprietà termodinamiche della materia obbediscono alle leggi della meccanica quantistica. L'enorme energia accumulata, che viene liberata contemporaneamente, al verificarsi di determinate condizioni, causa un fenomeno parzialmente esplosivo (**flash dell'He**, che avviene praticamente all'inizio del bruciamento dell'He), che permette un rimescolamento di parte del nucleo nell'involucro stellare (il nucleo delle stelle più massicce di 2 masse solari, che si trova a temperature sufficientemente alte, non arriva alla degenerazione elettronica e quindi non si verifica il flash dell'He- la densità critica alla quale il materiale del nucleo inizia a degenerare cresce all'incirca con $T^{1.5}$).

Ne consegue una diminuzione dell'energia emessa con interruzione della trasformazione dell'He in C e contrazione della stella, che si porta nel cosiddetto ramo orizzontale delle giganti rosse (**HB**). A qualche migliaio di anni dal flash la temperatura al centro è aumentata a 200×10^6 °K e la fusione dell'He in C (che avviene nel ramo orizzontale per un periodo uguale indicativamente all'1% della vita stellare) diventa la principale sorgente di energia stellare.

In questa fase il nucleo si dilata mentre l'involucro stellare si contrae, aumentando la sua temperatura superficiale. Una volta esaurita la trasformazione di He in C, il core stellare composto di C-O si contrae nuovamente e aumenta la temperatura delle shell esterne di He e H fino ad innescare nuove reazioni nucleari. In questa seconda fase la stella si espande nuovamente, spostandosi in alto e a destra nel diagramma di H-R, lungo il ramo asintotico delle giganti (**AGB**, in quanto percorre una linea che si avvicina asintoticamente a quella descritta nella prima fase di gigante): si sta avvicinando lo stadio finale della sua esistenza (la risalita del ramo asintotico e la trasformazione in nebulosa planetaria occupa meno dell'1 per mille dell'intera evoluzione stellare). Probabilmente il percorso evolutivo della stella non procede direttamente nella zona delle giganti rosse ma segue un percorso a zig-zag e subisce vari flash. I modelli teorici che descrivono queste fasi vanno affinati anche se l'accordo fra le previsioni e le osservazioni è generalmente soddisfacente. Le zone interne composte da C-O raggiungono densità tali da arrivare alla degenerazione elettronica. La contrazione si arresta in quanto la massa del nucleo viene sostenuta dall'alta pressione generata dal gas di elettroni.

La stella, durante le fasi finali di contrazione del nucleo, presenta una perdita di massa accelerata, causata dai venti stellari o da fenomeni di instabilità che, nel giro di poche decine di migliaia di anni (tempi dell'ordine di 10^5 anni), la spogliano completamente dell'involucro gassoso (0.5-3 masse solari). Il Sole emette un vento stellare (costituito essenzialmente da protoni ed elettroni) al ritmo di $1/10^{14}$ della sua massa, ovvero settecentomila tonnellate al secondo. Nelle ultime fasi evolutive l'espulsione di materia arriva a valori dell'ordine di un decimillesimo di massa solare all'anno, con velocità intorno a 10 km/sec (vento lento o massiccio). Questa notevole perdita di massa sembra sia dovuta alla combinazione della pulsazione della stella con la pressione esercitata dalla radiazione. Gli involucri di queste giganti rosse sono soggetti ad instabilità che ne provocano la pulsazione con periodi fra i 200-1000 giorni (il prototipo è la omicron Ceti, denominata Mira; secondo altri autori i modelli di evoluzione stellare danno pulsazioni corrispondenti a quelle osservate nelle cefeidi [Ri95]). L'energia associata a queste pulsazioni espande gli strati esterni della stella che si raffreddano fino a consentire la formazione di atomi neutri. La loro condensazione, che avviene a temperature inferiori a 1000 °K, può formare particelle di polvere. La pressione di radiazione della stella allontana ulteriormente queste particelle che trascinano con loro anche le molecole dei gas alle quali sono accoppiate collisionalmente ed elettrostaticamente (velocità di allontanamento dell'involucro intorno a 50.000 km/h - R. Corradi, C. Zanin., Coelum n. 8/98 -). Questa perdita di massa è consentita dalla limitata velocità di fuga che, nel caso del Sole, scenderà, nella fase di gigante rossa, dai 618 km/s attuali a circa 50 km/s. Le teorie prevedono che la perdita dell'involucro può avvenire in un unico episodio o in diverse fasi, come già ricordato, in tempi dell'ordine di qualche decina di migliaia di anni. L'involucro espulso circonda la stella che risulta visibile nell'infrarosso.

Dopo l'espansione dell'involucro la radiazione emessa dalle parti centrali della stella esce quasi indisturbata perché la stella è composta essenzialmente di soli nuclei ed elettroni e non da atomi che assorbono e riemettono la radiazione. Questa radiazione energetica (ultravioletta) agisce sull'involucro (che si trova a densità dell'ordine di 10^{-21} gr/cm³ minori di quelle riproducibili nei laboratori terrestri) rendendolo visibile, in quanto arriva a dissociare gli atomi dalle molecole e a ionizzarli (foto-ionizzazione, vedere relativa voce di glossario). Anche le "collisioni" fra atomi ed elettroni possono consentire emissione di radiazione (eccitazione collisionale). In seguito, grazie alla continua espansione dell'involucro, diventa visibile anche la stella centrale che, non potendo utilizzare i propri combustibili nucleari, continua ad irraggiare raffreddandosi (per innescare la fusione del C sono richieste temperature di almeno 600×10^6 °K). Il

residuo stellare si contrae raggiungendo densità di 10^6 - 10^7 g/cm³, raggio di circa 30×10^3 km (simile a quello terrestre) e temperature superficiali estremamente elevate (oltre centomila gradi). La stella originaria si è trasformata in una nana bianca, costituita da C ed eventualmente da una shell di He, completamente o parzialmente degenerati.

Non é molto chiaro nei particolari come procedano le varie fasi da quando la stella ha perso l'involuppo gassoso a quello in cui può essere classificata come nana bianca.

Il suo destino sarà quello di irraggiare per centinaia di milioni o miliardi di anni, raffreddandosi fino a diventare una nana nera.

I gusci di gas eccitati dalla stella centrale vengono chiamati nebulose planetarie per l'aspetto generalmente sferico visibile nelle osservazioni telescopiche. Il prodotto nucleosintetico finale liberato nello spazio è quello tipico delle nubi di gas interstellare caratterizzate dalle righe spettrali di emissione dell'HII (ad es. l'H-alfa a 6563 Å - rosso-), dell'HeII (elio una volta ionizzato a 4686 Å - blu-), dell'OIII (ossigeno 2 volte ionizzato a 5007 Å - verde-), dell' NII (azoto una volta ionizzato a 6583 Å). Questi involucri di plasma (gas composto da ioni ed elettroni) si disperderanno nello spazio in poche decine di migliaia di anni. Le circa 1300 planetarie conosciute (1998) presentano differenti morfologie (ellittiche, bipolari, irregolari) il cui studio è estremamente complesso. Esso coinvolge le modalità di espulsione dell'involuppo stellare e l'interazione fra il vento lento e quello veloce. Una volta espulso l'involuppo, i residui stellari centrali emettono un vento molto rarefatto ad altissima velocità (1000-4000 km/s), denominato vento veloce, che raggiunge in breve tempo le regioni occupate dal vento lento e determina l'evoluzione dinamica della nebulosa. Nel caso di espulsione dell'involuppo secondo una geometria sferica l'azione del vento veloce conserverà tale geometria. Quando l'emissione dell'involuppo avviene lungo un piano preferenziale, formando una specie di toroide intorno alla stella, l'azione del vento veloce si sviluppa lungo direzioni perpendicolari determinando la formazione di una nebulosa bipolare (R. Corradi, C. Zanin, Coelum, n. 10/98)

Parallassi spettroscopiche

Le distanze stellari vengono ricavate, noti il tipo spettrale e la magnitudine apparente, per mezzo del diagramma HR, dal quale viene ricavata la magnitudine assoluta (M). Nota la quantità **m-M**, chiamata **modulo di distanza**, si applica la relazione riportata nella voce di glossario "Magnitudine assoluta". Questo metodo, ovviamente meno preciso di quello trigonometrico, consente però di estendere le misure ad oggetti più distanti.

Parallassi trigonometriche, orbite binarie

Per misurare la distanza delle stelle più vicine si utilizza il **metodo delle parallassi trigonometriche** (vedere figura seguente) che assume come base fondamentale il semiasse dell'orbita terrestre (A). Questo metodo è estremamente importante perché consente una misura diretta delle distanze e quindi viene utilizzato per calibrare altri sistemi indiretti. Descriviamo brevemente il principio di tale procedimento di misura. Per effetto del moto di rivoluzione terrestre gli astri più vicini descrivono nell'arco di un anno una piccola ellisse apparente rispetto alle stelle più lontane considerate fisse. Nell'arco di 6 mesi la Terra si sposta ai 2 estremi (T e T') della sua orbita intorno al Sole. Osservando la posizione delle stelle più vicine in un certo periodo dell'anno e a distanza di 6 mesi è possibile misurare il loro spostamento massimo apparente rispetto alle stelle di riferimento più lontane. La **parallasse annua (p'')** rappresenta la misura angolare del semiasse maggiore dell'ellisse apparente descritta dalla stella ovvero il semiasse maggiore dell'orbita terrestre osservando dal sistema stellare.

Quando p'' è uguale ad 1'', la distanza della stella dal Sole è di 3.26 anni luce o 1 parsec. Un arco di circonferenza lungo quanto il raggio sottende un angolo al centro di un radiante o 206.265''. Questo arco

posto ad una distanza dal centro 206.265 volte maggiore al raggio sottenderebbe l'angolo di 1". Allo stesso modo un osservatore posto ad una distanza dal Sole di 206.265 volte il semiasse maggiore dell'orbita terrestre, uguale ad **1 unità astronomica (u.a.)** o **149.600.000 km.**, vede quest'ultimo sotto l'angolo di 1". La distanza equivalente è di $149.600.000 \times 206.265 = 3.086 \times 10^{13}$ km. Dividendo questo valore per la distanza che la luce percorre in un anno viaggiando a 300.000 km/s, uguale a 9.46×10^{12} km, si ottengono 3.26 a.l. o 1 parsec

Utilizzando la relazione **$d = 206.265 \times A / p''$** e ponendo **$A = 1$ u.a.** e **$206.265 \times 1 = 1$ parsec (ps)** otteniamo che il calcolo della distanza Sole-stella può essere semplificato come segue:

$$d = 1/p''$$

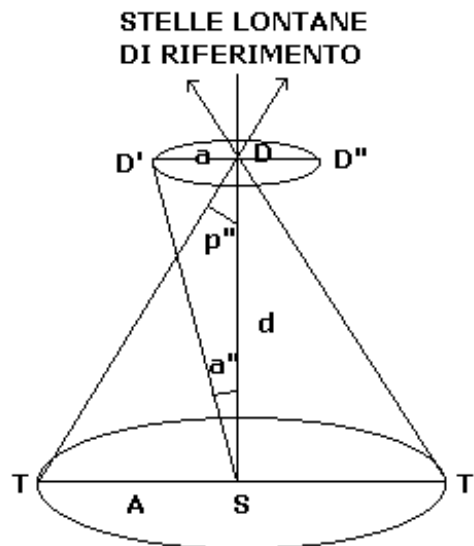
dove **d** è la distanza espressa in parsec e **p''** la parallasse annua in secondi d'arco.

Misurando distanze comprese fra 1 e 100 pc., con una precisione contenuta al più entro ± 0.01 sec., si ricava un errore percentuale rispettivamente variabile dall' 1 al 100% Infatti l'errore percentuale di misurazione è dato da:

$$Er\% = \Delta(p)/p$$

dove **$\Delta(p)$** = errore di misurazione.

Con l'utilizzo del satellite astrometrico Hipparcos (vedere relativa voce di glossario) la precisione è scesa a 0.001" e le distanze accettabili di misura si sono allungate fino a 500 ps o 1600 a.l con un errore percentuale del 50%.



p'' = parallasse annua della stella in secondi d'arco, angolo sotteso dal semiasse maggiore dell'orbita terrestre osservando dal sistema stellare

A = semiasse dell'orbita terrestre

d = distanza in parsec del sistema dal Sole

La figura include oltre a p'' altri parametri utili per il calcolo della massa dei sistemi binari da utilizzare nelle relazioni indicate nel paragrafo relativo alle Stelle Doppie:

$a'' = \text{semidiametro angolare dell'orbita del sistema binario espresso in secondi d'arco}$
 $a = \text{semiasse maggiore dell'orbita relativa del sistema in unità astronomiche}$

Pulsar o stella di neutroni, Supernovae di tipo II

Le pulsar sono sorgenti di radiazioni elettromagnetiche con emissioni brevissime che si ripetono ad intervalli estremamente regolari. L'esistenza di stelle di neutroni fu prevista nel 1934 e la prima scoperta risale al 1967 (le pulsar conosciute alla fine del '97 erano circa 705 di cui 45 binarie). Le stelle di neutroni possono essere il resto di una supernova di tipo II od anche il prodotto finale di nane bianche binarie che hanno accresciuto la loro massa a spese della stella compagna fino a superare il limite di 1.4 masse solari (che separa le nane bianche dalle stelle di neutroni) calcolato da Chandrasekar. È stata constatata l'associazione di alcune delle pulsar più giovani, come la nebulosa del Granchio (PSR 0531+ 21, i primi 4 numeri rappresentano l'ascensione retta in ore e minuti), a resti di supernova, anche se questa affermazione non implica, per ora, che tutte le pulsar siano state associate ad una supernova di tipo II. Spostiamo alcune parole sulle fasi finali dell'evoluzione di una stella di grande massa (10 - 25 masse solari iniziali), che possono condurre all'esplosione di una supernova di tipo II e nel contempo alla formazione di una stella di neutroni. Quando il nucleo di una stella massiccia è costituito da nuclei di Ferro e Nichel (peso atomico 50-60) non sono possibili ulteriori reazioni verso elementi più pesanti con liberazione di energia, perché questi nuclei sono dotati dell'energia di legame più alta della tavola periodica. Il nocciolo inizia una nuova fase di contrazione in quanto viene a mancare l'equilibrio idrostatico (cioè l'equilibrio tra la forza gravitazionale e la pressione dei gas). Quando la temperatura arriva a 5 miliardi di gradi i fotoni gamma sono in grado di disintegrare i nuclei di Fe (reazione di fotodisintegrazione) creando particelle alfa (nuclei di He). Questa reazione, a differenza delle altre avvenute durante la vita della stella, non libera energia ma ne richiede un apporto dall'esterno, dando origine ad un processo altamente endotermico. Il nocciolo si raffredda bruscamente contraendosi, come descritto in seguito, fino a densità estreme. Nello stesso tempo gli strati esterni della stella, non più sostenuti dalla pressione della radiazione, iniziano una caduta libera verso il centro, riscaldandosi a molti milioni di gradi. Quando la materia dell'involucro esterno, collassando, raggiunge il nucleo iperdenso (costituito da neutroni degeneri), "rimbalza" su di esso dando origine ad una violentissima onda d'urto che si propaga verso l'esterno attraverso la materia in caduta libera. L'interazione fra questa onda d'urto e la materia in caduta libera genera un'enorme quantità di energia (molto maggiore rispetto a quella che può essere dissipata), che può essere liberata solo con un episodio esplosivo, accompagnato dall'espulsione di gran parte della massa stellare. L'onda d'urto viene alimentata dai neutrini liberati dal collasso stellare che trasferiscono energia agli elettroni del plasma. La stella, che aumenta in tempi rapidissimi la sua luminosità, è diventata una supernova di tipo II. L'onda d'urto oltre ad espellere l'involucro, ne aumenta notevolmente la temperatura inducendo processi nucleari esplosivi che contribuiscono alla produzione di nuclei più pesanti del Fe (nell'involucro abbondano nuclei di H, He, C, O, in grado di produrre reazioni nucleari).

Durante la contrazione del nucleo stellare la temperatura del gas aumenta ulteriormente (oltre i 5 miliardi di gradi), fino a quando le stesse particelle alfa vengono fotodisintegrate. Il nucleo è ora composto da elettroni, protoni e neutroni. Con l'aumentare della compressione fino a densità di oltre 10^{12} - 10^{14} g/cm³ e pressioni di 10^{26} atmosfere, gli elettroni e i protoni si legano insieme formando neutroni (densità pari a centomila miliardi di volte quella dell'acqua, corrispondente a cento milioni di tonnellate per cm³). Una siffatta stella costituita quasi da soli neutroni è in grado di autosostenere il proprio peso grazie alle forze nucleari repulsive. Le dimensioni tipiche per una pulsar sono dell'ordine di 10-20 chilometri. Si calcola che mentre un gas degenero di elettroni non è in grado di sostenere una massa superiore a 1.4 volte quella solare, uno di neutroni può arrivare a circa 2.5 masse solari.

Durante il collasso del nucleo, per la legge di conservazione del momento angolare, aumentano enormemente la velocità di rotazione (periodi tipici di 0.2-2 sec,) e il campo magnetico (in ragione inversa del quadrato delle dimensioni lineari). Un valore tipico del campo magnetico è di 2×10^{12} gauss, un miliardo di volte quello solare. Le enormi differenze di potenziale indotte dalla veloce rotazione e dall'intensissimo campo magnetico trasformano la stella in un gigantesco generatore di energia elettrica. I protoni e gli elettroni che si trovano ancora liberi sulla superficie, dove non c'è sufficiente pressione per impacchettarli in neutroni, vengono accelerati a velocità relativistiche dalle differenze di potenziale e incanalati lungo le linee di forza del campo verso i poli. Questi sciame di particelle, una volta iniettati nella magnetosfera, spiraleggiano attorno alle linee di forza del campo magnetico, emettendo radiazione elettromagnetica di sincrotrone. La radiazione, che risulta più intensa nei pressi dei poli magnetici (dove le linee di campo sono più intense), viene concentrata in due fasci più o meno collimati (coni di emissione). L'asse magnetico, che non coincide con quello di rotazione, ruota percorrendo una circonferenza più o meno ampia insieme ai due fasci di radiazione, che possono essere osservati dalla Terra quando quest'ultima si trova all'interno del cono di emissione (effetto faro). A seconda della direzione dell'emissione si possono registrare uno o due picchi nella curva di luce (quando l'asse di rotazione è perpendicolare alla linea visuale dell'osservatore e quello magnetico è a sua volta perpendicolare a quello di rotazione si registrano due picchi). La maggior parte delle pulsar emette solo impulsi radio, ma alcune, fra cui quella del Granchio, producono radiazioni più energetiche estese nel dominio ottico, ultravioletto, X e gamma (50 MeV).

Conseguentemente alla perdita di energia il periodo di rotazione di una pulsar tende a rallentare. L'età di una pulsar viene stimata dividendo il periodo per il suo tasso di rallentamento. In generale, più la pulsar invecchia minore risulta la diminuzione del suo periodo [Ha95].

Esistono tuttavia le dovute eccezioni, di cui non tratteremo, come ad es. pulsar ultrarapide (o riciclate) con periodi di pochi millesimi di secondo e tassi di rallentamento anomali che le pongono fra le più vecchie della categoria (facenti parte di sistemi binari), o che non dovrebbero emettere onde radio a causa della loro lenta rotazione (8,5 sec).

(Secondo una teoria formulata dal Prof. Franco Pacini la luminosità di una pulsar deve essere proporzionale alla quarta potenza del campo magnetico e all'inverso della decima potenza del periodo. Considerato il fatto che tutte le pulsar rallentano, all'aumentare del periodo dovrebbe diminuire la luminosità - ipotesi in corso di verifica-).

Ricordiamo infine che sono stati scoperti alcuni sistemi di pulsar binarie. La prima di esse denominata PSR 1913+16, scoperta nel 1974, ha consentito di effettuare nuovi test a favore della teoria della relatività. E' stato confermato dalle osservazioni uno spostamento del periastro dell'orbita in ottimo accordo con quanto previsto dalla teoria della relatività; inoltre, il rallentamento calcolato del periodo orbitale, attribuito all'emissione di onde gravitazionali, coincide con quello effettivamente osservato, fornendo un'importante prova a favore della loro esistenza. Supponendo che le due pulsar abbiano all'incirca la stessa massa essa risulta circa uguale ad 1.4 masse solari, valore prossimo al limite che divide questa categoria di oggetti dalle nane bianche.

Stelle a flare e T-Tauri

Nella famiglia delle variabili pulsanti irregolari (tale caratteristica è dovuta a fenomeni marcatamente turbolenti, coinvolgenti l'involuppo esterno delle stelle, non ancora ben determinati) troviamo, per esempio, gli astri in formazione, anche chiamati **variabili nebulari**, e le **stelle a flare** (vedere CD-ROM luci dall'infinito, [Ro79]). Le stelle in formazione o protostelle (ben riconoscibili per via spettroscopica per la massiccia presenza di elementi leggeri come il litio) sono avvolte dalla nube di gas e polveri genitrice. Dopo l'iniziale contrazione quasi a carattere di collasso, la "collisione" fra il materiale in caduta con gli strati più

interni in espansione (a causa del riscaldamento introdotto dalla perdita di energia gravitazionale) crea un fronte d'urto che produce ulteriore energia termica e che può portare la stella ad un "flash" energetico, con aumenti di luminosità di centinaia o migliaia di volte in poche decine di giorni. La stella diventa visibile raggiungendo un massimo di luminosità per poi declinare in modo lento e irregolare fino a raggiungere la sequenza principale, dove innescherà i processi di fusione nucleare.

Le protostelle sono classificate come **T Tauri** e **RW Aurigae**. Le **T Tauri** sono stelle di piccola massa e tipo spettrale G - K, ubicate in ammassi di recente formazione (giacciono a destra della sequenza principale). Esse presentano variazioni rapide ed irregolari mediamente di 1.5 magnitudini (da fluttuazioni di qualche decimo di mag. raggiungono in casi eccezionali fino a 4-5 mag di escursione luminosa), un eccesso di radiazione infrarossa rispetto alle stelle di sequenza principale dello stesso tipo spettrale e forti righe in emissione principalmente dell'idrogeno (H-alfa, H-beta ect.) e del calcio ionizzato (CaII). Questo eccesso viene spiegato come un parziale assorbimento della radiazione da parte della componente polverosa (e di gas) presente intorno alla stella (che in generale non l'avvolge completamente in quanto è possibile osservare l'astro) e da una successiva riemissione nell'infrarosso. Le stelle più giovani sono circondate da dischi di accrescimento in rotazione secondo le leggi di Keplero. Le regioni più interne di tali involucri, per effetto della frizione con gli strati adiacenti, tendono a precipitare verso la stella. Paradossalmente mentre avviene l'accrescimento si verificano emissioni violente di materia gassosa (in qualche caso in direzione bipolare cioè perpendicolarmente al disco di accrescimento), che potrebbero essere correlate all'interazione tra il disco di accrescimento e il campo magnetico della stella. Gli oggetti *Herbig-Haro* sono correlati ai getti delle T-Tauri (recentemente studiati nel dettaglio con l'Hubble). In passato si ipotizzava che gli oggetti HH fossero agglomerati di gas in contrazione destinati a divenire protostelle, oggi si ritiene che siano fronti d'urto nel mezzo interstellare associati ai getti di gas emessi dalle stelle in formazione.

Nelle variabili nebulari vanno introdotte anche stelle come *eta Carinae*; questo strabiliante astro non è una stella in formazione, ma bensì un'astro estremamente massiccio ad evoluzione violenta.

Le **stelle a flare** hanno come prototipo le UV *Ceti*. Sono stelle nane di debole magnitudine (inferiore alle T-Tauri) con spettri K-M e righe in emissione. La loro variabilità fu scoperta da Maaren e Luyten nel 1949, nell'ambito di altre ricerche astronomiche. La curva di luce delle UV Ceti è caratterizzata da una salita fulminea (di 2-3 magnitudini), con la comparsa di righe in emissione, seguita da una discesa più lenta. L'evento dura in genere pochi minuti, ma, nei casi più cospicui, può arrivare a qualche ora. Il termine variabile a flare viene utilizzato per analogia con i flares o brillamenti solari (che hanno la stessa tipologia di durata e di andamento della variazione luminosa). Questa analogia induce a pensare che queste stelle possano essere sede di spettacolari flares, simili a quelli solari ma su scala molto maggiore, i quali determinerebbero le brusche variazioni luminose osservate. Le stelle a flare presenti all'interno della nebulosa di Orione sono probabilmente stelle giovani in fase di contrazione gravitazionale. Diverse altre variabili di questa categoria, probabilmente più evolute delle precedenti, sono state trovate anche nelle Pleiadi, dove mancano variabili nebulari e in ammassi ancora più vecchi come le Iadi e il Presepe. Anche Proxima Centauri (la stella più vicina al Sole) è una stella a flare.

BIBLIOGRAFIA

(* indica che la fonte non è stata utilizzata)

Parametri orbitali e fisici dei pianeti del sistema solare

CD-ROM

A.R.A. "Luci dall'Infinito"

Classi Spettrali

Testi specifici

[Hi-Si-Oc91] A. Hirshfeld, R. Sinnott, F. Ochsenbein "Sky Catalogue 2000.0 - Vol. 1", Cambridge University Press e Sky Publishing Corporation 1991

[Va93] Vanin G. "Osservatori pubblici: guida alla gestione", Galliera Veneta (PD), Birona Editore 1993

[Mo98] Moltisanti Enrico "Le stelle doppie", Milano, Sirio s.r.l 1998

L'Astronomia

*Romano G "Mira Ceti" n.7/80, p.18

Maffei P. "Sirio" n.8/81, p.11

Romano G "Betelgeuse" n.9/81, p.23

Maffei P. "La stella Polare" n.11/81, p.31

*Tempesti P. "Algol" n.12/81, p.35

*Lamberti C. "Record: la stella meno luminosa" n.15/82, p.71

Maffei P. "Arturo" n.16/82, p.25

Maffei P. "Altair" n.18/82, p.30

Lamberti C. "Quando Betelgeuse era gialla" n.19/82, p.70

Maffei P. "Vega" n.22/83, p.22

Tempesti P. "Antares" n.25/83, p.28

Maffei P. "Aldebaran" n.26/83, p.24

*Ferluga S. "Epsilon Aurigae: la più strana delle eclissi" n.28/83, p.6

*Fracastoro M. "I dintorni del Sole" n.29/84, p.5

Romano G "Capella" n.29/84, p.34

Maffei P. "Deneb" n.30/84, p.22

*Romano G "Ras-Algheti" n.33/84, p.18

*Romano G "Sheliak (Beta Lyrae) e il suo compagno" n.34/84, p.31

Romano G "Regolo" n.35/84, p.33

*Tempesti P. "61 Cygni" n.38/84, p.28

Romano G "Procione" n.39/84, p.36

*Romano G “Un modello per Beta Lyrae” n.41/85, p.3

*Romano G “P Cygni” n.41/85, p.26

*Maffei P. “alfa del Centauro” n.42/85, p.23

*Tempesti P. “alfa Coronae Borealis” n.44/85, p.33

*Romano G “Cor Caroli” n.47/85, p.35

*Tempesti P. “Gamma del Dragone” n.47/85, p.35

Novati E. “Quando Sirio ha cambiato colore?” n.53/86, p.70

*Maffei P. “AE Aurigae” n.54/86, p.35

*Magni T. “Nane Bianche visibili con piccoli telescopi” n.54/86, p.48

*Magni T. “I colori delle stelle” n.55/86, p.48

*Lamberti C. “Due stelle mancate” n.55/86, p.72

Tempesti P. “Spica” n.56/86, p.37

Maffei P. “Canopo” n.58/86, p.20

*Romano G “Mirfak” n.60/86, p.31

*Lamberti C. “Record: la stella più calda” n.60/86, p.75

*Tempesti P. “La stella di Plaskett” n.62/87, p.27

*Romano G “V Sagittae” n.68/87, p.36

Kaler J. “Le stelle più calde” n.73/88, p.8

Maffei P. “Rigel” n.79/88, p.13

*Tempesti P. “VV Cephei” n.84/89, p.25

Maffei P. “Alnitak” n.85/89, p.17

Kaler J. “Le stelle più fredde” n.94bis/89, p.7

Bonoli F. “Le magnitudini stellari da Ipparco a Pogson” n.96/90, p.15

*Romano G “R Coronae Borealis” n.96/90, p.25

*Kaler J. “Le stelle più grandi” n.97/90, p.5

Kaler J. “Le stelle più luminose” n.103/90, p.3

*Tempesti P. “Lo strano mondo della Kruger 60” n.104/90, p.19

*Kaler J. “Le stelle più piccole” n.106/91, p.5

Kaler J. “Le stelle più deboli” n.110/91, p.17

*Tempesti P. “Gamma Virginis” n.111/91, p.33

*Bressan A. “Dentro il cuore caldo delle stelle” n.119/92, p.24

Fernie D.J. “L’enigma di Sirio” n.121/92, p.28

*Kaler J. “Le stelle più strane” n.122/92, p.12

*Grosso G. “Perdita di materia da stelle nascenti” n.123/92, p.12

*Castellani F. e Venditti R. “R. Coronae Borealis: una variabile peculiare” n.134/93, p.152

Polcaro F. “Le Wolf-Rayet stelle o fenomeni ?” n.136/93, p.20

Hack M. “Come si forma il continuo ?” n.139/94, p.2

*Surdin V. “Le formule della formazione stellare” n.140/94, p.28

Kaler J. “Le stelle più giovani” n.142/94, p.16

*Fracastoro M. “Cinquant’anni di Algol” n.148/94, p.12

*Lamzin S. A. “Stelle con il nocciolo di neutroni” n.154/95, p.34

Lamzin S. A. “Le stelle T Tauri” n.159/95, p.14

*Di Martino M. “La più fredda delle nane” n.164/96, p.12

*Cernuti S. Gaspari A. “Chi scopri Mira Ceti?” n.168/96, p.30

*Bohm Conrad “Friedrich Bessel e 61 Cyg” n.173/97, p.66

*Poretti E. “Il sistema di alfa Cassiopeiae” n.174/97, p.54

Rosino L. “La terza componente di Sirio” n.175/97, p.8

- *Kaler J. "Le stelle più antiche" n.176/97, p.34
- *Novati E. "R Doradus è la stella più grande" n.177/97, p.7
- *Lamberti C. "Gemella del Sole" n.181/97, p.12
- *Lamberti C. "Record: la stella più luminosa" n.182/97, p.18
- E. Novati "I misteri della Polare", n.209/2000, p.9

Nuovo Orione: E. Moltisanti "Le stelle più rosse", n.84/99, p.30

Stelle doppie

Testi specifici

- [Hi-Si85] A. Hirshfeld, R. Sinnott "Sky Catalogue 2000.0 - Vol. 2", Cambridge University Press e Sky Publishing Corporation 1985
- [Ce85] B. Cester "Stelle Doppie", Milano, Il castello 1985
- [Mo98] Moltisanti Enrico "Le stelle doppie", Milano, Sirio s.r.l 1998

Testi di astronomia generale che richiamano anche l'argomento delle stelle doppie o temi inerenti

- Cecchini G. "Il cielo" Torino, Utet 1969
- Maffei P. "Al di là della Luna" Milano, Mondadori 1973
- *Herman J. "Atlante di Astronomia", Milano, Mondadori 1975
- *Moore P. "Nuovo Atlante dell'universo" Milano, Mondadori 1979
- Leonida Rosino "Le stelle variabili" Bologna, Tipografia compositori Bologna 1979
- *Ferreri W. "Fotografia astronomica" Milano, Il Castello 1982
- *P. Bourge, J.Dragesco, Y.Dargery "Fotografia astronomica" Roma, Cesco Ciapanna Editore 1984
- [Ha85]Hack M. "Corso di astronomia", Milano, Hoepli 1985
- *S. Bouiges "Calcolo astronomico con il microcomputer" Milano, Masson Italia Editori 1986
- Cotardiere P. "Dizionario di Astronomia" Roma, Gremese 1987
- [Fe89] Ferreri W. "Il libro dei telescopi", Milano, Il Castello 1989
- *Moore P. "Il Guinness dell'Astronomia" Milano, Rizzoli 1990
- *Meeus J. "Astronomia con il computer" Milano, Hoepli 1990
- [Va93] Vanin G. "Osservatori pubblici: guida alla gestione", Galliera Veneta (PD), Biroma Editore 1993
- [Ri95] Rigutti M. "Cento miliardi di stelle", Firenze, Giunti 1995
- [Vari95] Vari "Profondo Cielo", Galliera Veneta (PD), Biroma 1995

L'Astronomia

- Maffei Paolo "Mizar" nr. 10/81, p.35
- Hack M. "Il diagramma H-R" n.11/81, p.3
- Hack M. "Il diagramma H-R" n.12/81, p.3
- Maffei Paolo "Castore tre gemelli in uno" nr. 23/82, p.35
- Romano G. "Delta Cephei", nr.28/83, p.28

Maffei Paolo “Albireo” nr. 31/84, p.39
D.Marangio “Sistemi multipli in Orione”, n.204/99, p.64

Coelum: R. Braga “Rigel”, n.27/feb 2000, p.20

Orione

Ferreri W. “Un elenco di stelle doppie per saggiare la capacità dei telescopi” n.14/82, p.155

Ammassi aperti

[Va93] Vanin G. “Osservatori pubblici” Padova, Biroma 1993
[Vari95] Vari “Profondo Cielo” Galliera Veneta (PD), Biroma Editore 1995

CD-ROM

A.R.A. “Luci dall’Infinito”

Ammassi globulari

Testi

[Ro79] Rosino L. “Le stelle variabili” Bologna, Tipografia compositori 1979
[Ha85] Hach M. “Corso di Astronomia” Milano, Hoepli 1985
[Va93] Vanin G. “Osservatori pubblici” Padova, Biroma 1993
[Ha95] Hack M. “L’universo alle soglie del duemila” Milano, Rizzoli 1995
[Vari95] Vari “Profondo Cielo” Galliera Veneta (PD), Biroma Editore 1995

CD-ROM

A.R.A. “Luci dall’Infinito”

l’Astronomia

Novati E. “Il Bulge di M33” n.137/93, p.10
Pasquali A. “Gli ammassi globulari e l’età dell’universo” n.140/94, p.12
R. Gratton “Gli ammassi globulari e l’età dell’universo” n. 210/2000, p.18

Nebulose e galassie

Testi

[Ro79] Rosino L. “Le stelle variabili” Bologna, Tipografia compositori 1979
Cotardiere P. “Dizionario di Astronomia” Roma, Gremese 1987
[Va93] Vanin G. “Osservatori pubblici” Padova, Biroma 1993
[Vari95] Vari “Profondo Cielo” Galliera Veneta (PD), Biroma Editore 1995

[Ha95] Hack M. "L'universo alle soglie del duemila" Milano, Rizzoli 1995

[Ri95] Rigutti M. "Cento miliardi di stelle" Firenze, Giunti 1995

L'Astronomia

B.J.Bok "I globuli di Bok", n.17/82, p.5

M. Felli, P. Saraceni "ISO: un gelido sguardo sull'universo" n. 130/93, p.20

C. Lamberti "Stelle nascenti: i teorici hanno visto giusto" n.130/93, p.9

Surdin G.V. "Le formule della formazione stellare" n. 140/94, p.28

J.B. Kaler "Le Stelle più giovani" n.142/94, p.16

P. Caraveo "Stelle di neutroni e supernovae:parentela certa ?", n.148/94, p.22

M. Calvani "Misteri delle Pulsar", n.151/95, p.2

M. Di Martino "Supernove: chi alimenta l'esplosione" n.153/95, p.7

S.A. Lamzin "Le stelle T-Tauri" n.159/95, p.14

C. Lamberti "Morta che parla", n.204/99, p.15

E. Proserpi "Andromeda e le sue compagne", n.204/99, p.60

Coelum

R. Corradi, C. Zanin "Il destino del Sole", n.7/marzo 98, p.40

R. Corradi, C. Zanin "Nebulose planetarie", n.8/aprile 98, p.38

R. Corradi, C. Zanin "Nebulose planetarie", n.9/maggio 98, p.38

R. Corradi, C. Zanin "Nebulose planetarie", n.10/giugno 98, p.38

A. Vallenari "Gli ammassi giovani", n.16/99 p.36

Foto Ring Nebula by Hubble con didascalia, n.17/febbraio 99, p.28

R. Furlan, S. Schirizzi "Andromeda II parte", n.24/nov 99, p.28

CD-ROM

A.R.A. "Luci dall'Infinito"

Glossario

Per la stesura del glossario, oltre ai testi sopra elencati per i vari argomenti, è stata consultata la seguente bibliografia:

Testi

[Ro79] L. Rosino "Lezioni di Astronomia", Padova Cedam 1979

[Ga80] P. Galeotti, L. Nuvoli "La fisica dell'universo" Torino, Loescher 1980

[Ha-Re82] D. Halliday, R. Resnick "Fisica" Milano, Casa editrice Ambrosiana, 1982

[Na83] J. V. Narlikar "Introduction to Cosmology", Boston, Jones and Bartlett Publishers inc, 1983

[Ba-Ko,Mo84] P. Bakulin, E. Kononovic, V. Moroz "Astronomia generale", Roma, Editori Riuniti, 1984

*A. Masani "Astrofisica", Roma, Editori Riuniti, 1984

*B. Cester "Corso di astrofisica", Milano, Hoepli, 1984

[Rom85] Romano G. "Introduzione all'astronomia", Padova, Franco Muzzio 1985

[Pe85] J.C. Pecker "Capire l'Astronomia", Milano, Hoepli 1985

- [Ro85] Rosino L. "Dal sistema solare alle galassie", Milano, Utet 1985
 [Ca87] Cavalleri G. "L'origine e l'evoluzione dell'universo" Milano, Tecniche Nuove, 1987
 [Bu89] Busso M. "Dalle Stelle agli atomi" Milano, Il Castello 1989
 [Gr92] L. Gratton "Origine ed evoluzione dell'universo" Roma, La Nuova Italia Scientifica 1992
 [Ha95] Hack M. "L'universo alle soglie del duemila" Milano, Rizzoli 1995
 [Ba99] C. Barbieri "Lezioni di Astronomia", Bologna, Zanichelli, 1999

L'Astronomia

- C. Baj "La luminosità delle stelle", n.1/79, p.64
 *T. Regge "Il vuoto dei fisici", n.18/82, p.27
 *C. Lamberti "Effetto Doppler: un tachimetro per le stelle", n.18/82, p.58
 *A. Masani "I mille volti del tempo", n.35/84, p.14
 Bernacca P.L. "Hipparcos, ovvero l'astrofisica rifondata", n.56/86, p.19
 *M. Capaccioli "Costante di Hubble, la disputa continua", n. 72/87, p.8
 *J.V. Narlikar "Quasar: i redshift della discordia", n. 85/89, p.6
 Romano G "UV Ceti" n.86/89, p.32
 *Kaler J. "Le stelle più fredde" n.94bis/89, p.7
 A. Masani "Distanze e velocità nell'universo lontano", n.95/90, p.6
 E. Carretti G. Valentini "La distanza delle galassie: parte I", n.130/93, p.46
 E. Carretti G. Valentini "La distanza delle galassie: parte II", n.131/93, p.27
 *A. Masani "Il revival dello stato stazionario", n.136/93, p.13
 Polcaro F. "Le Wolf-Rayet stelle o fenomeni ?" n.136/93, p.20
 Lamzin S. A. "Le stelle T Tauri" n.159/95, p.14
 *C. Guaita "Space Telescope, un bilancio entusiasmante", n.166/96, p.14
 Sidoli L. "Vagabonde blu: stelle in crisi d'identità" n.181/97, p.18
 P. Battaglia, R. Pallavicini "Il lato oscuro dell'universo", n.192/98, p.20
 C. Lamberti "La galassia più lontana", n.200/1999, p.7
 *C. Lamberti "L'HST conta le rughe dell'universo", n. 200/1999, p.9
 M.Di Martino "Come esplose una supernova ?", n.207/2000, p.11
 *J.D. Barrow "L'origine dell'universo", n.207/2000, p.20
 *C. Lamberti "Materia oscura al Gran Sasso", n.209/2000, p.4
 A. Gratton "Gli ammassi globulari e l'età dell'universo", n. 210/2000, p.18